

修士学位論文

X線天体観測における輝線・吸収線の統計的
評価方法と「すぎく」への適用

指導教授 石崎欣尚 准教授

首都大学東京大学院
理工学研究科 物理学 専攻
学修番号 14879334
宮崎 直人

平成 28 年 2 月 18 日 提出

概要

天体からの X 線には温度による放射やコンプトン放射などの連続スペクトルに加えて、量子力学的なエネルギー準位の遷移による光子の放出や吸収が観測されることがあり、その有無を検証することは天体の物理を解明する上で重要である。2016 年 2 月に打ち上げ予定の次期 X 線天文衛星 ASTRO-H ではこれまでの 20 倍以上の分解能での分光観測が可能になるため、その重要性は高まることが予想される。しかし、スペクトル上の局所成分である輝線や吸収線は連続スペクトルと比較して統計的に不利な状況にあり、X 線天文学で通常使われるモデルフィットと F 検定でこれら进行评估することには原理的な困難がある。

私は、過去にガンマ線バーストの残光の微弱な X 線信号からの輝線探査に用いられていた手法を「すぎく」衛星の観測データに適用し、輝線や吸収線の詳細な探査・評価する手法を開発した。この手法は、パルス信号の信号-ノイズ比を最適化するフィルターをエネルギー軸に応用し、連続スペクトル上の輝線や吸収線を最適化した上でモンテカルロ法により信頼区間を得るというものである。連続成分のベストフィットモデルのみから全エネルギー帯域を同時に探査できるため、特に未知の輝線や吸収線を探す上で、簡単かつ強力な手法である。私はこの手法をマグネターのスペクトルに適用し、理論的に存在が予言されているものの観測例が少ない、サイクロトロン共鳴吸収線 (CRSF) の探査を行った。

マグネターの評価を行う準備として、過去に報告されている活動銀河核 (AGN) の ultra fast outflow からの鉄の吸収線の評価を行い、手法の検証とした。その結果、先行研究に矛盾なく検出することに成功し、この手法は「すぎく」に対しても有効であることを確認した。

マグネターは通常の中性子星の磁場 10^{12-13} ガウスよりもさらに 2-3 桁強い 10^{14-15} ガウスもの磁場を持つと考えられている天体である。中性子星周辺のような強磁場下では電子や陽子のエネルギーは磁場の大きさとサイクロトロン周波数に応じて量子化され、エネルギー準位の間隔に応じた光子が入射すると共鳴して吸収される CRSF が観測される。これまでに、X 線パルサーからは電子の CRSF が X 線領域で観測されており、X 線パルサーの磁場測定に役立っている。マグネターでは電子より約 2000 倍の質量を持つ陽子の CRSF が X 線領域に現れることが予測されている。検出に成功すればマグネターが強磁場を持つことの直接的な証拠となりうるが、現在までに有力な発見例は少ない。

本論文で対象としたマグネターは「すぎく」で 2007 年から 2 年おきに 4 回観測されている 4U 0142+61(計 ~350 ksec) と 2009 年、2010 年の 2 回観測されている 1RXS J1708-4009(計 ~120 ksec) である。どちらも古くから知られる、定常的に明るい X 線放射が観測される代表的なマグネターである。私はこれらの天体のすべてのデータに対し、全観測時間のスペクトルを抽出して輝線や吸収線を探査したが、いずれからも CRSF と思われる吸収線は発見されなかった。さらに、マグネターからは星の自転周期に対応すると思われる ~10 秒の X 線パルスが検出されるため、パワースペクトルとピリオドグラムから周期を決定し (4U 0142+61; 8.689 s, 1RXS J1708-4009; 11.006 s)、得られた周期で畳み込んで位相分けしたスペクトルを作成して探査を行ったが、やはりいずれからも吸収線は発見されなかった。そこで、モンテカルロ法で得られた分布から「すぎく」の観測における輝線と吸収線の上限值を求めたところ、 4σ の有意度の上限值は等価幅にして ~1 keV で ~eV、~10 keV で ~100 eV と厳しい制限となった。「すぎく」で一定間隔で複

数回、長時間観測したにもかかわらず CRSF による吸収線が発見できなかったことは、マグネターの陽子 CRSF がさらに弱い信号であるか、あるいは何らかの理由で遮蔽されている可能性を示唆している。

本論文ではこれらの解析結果とその妥当性の検証ならびに結果に対する考察を行う。

目次

概要	iii
第 1 章 序論	1
1.1 連続スペクトルの発生	1
1.1.1 黒体放射	1
1.1.2 制動放射 (ブレイムス)	2
1.1.3 逆コンプトン散乱	2
1.1.4 シンクロトロン放射	3
1.2 物質との相互作用	3
1.2.1 光電吸収	3
1.2.2 コンプトン散乱	4
1.2.3 電子対生成	5
1.3 輝線	5
1.3.1 再結合線と蛍光輝線	5
1.3.2 電子陽電子対消滅	5
1.3.3 等価幅	7
1.4 中性子星	7
1.4.1 パルサー	7
1.4.2 X 線連星	8
1.4.3 マグネター	9
1.4.4 中性子星の分類と $P - \dot{P}$ 図	11
1.4.5 サイクロトロン共鳴散乱	11
第 2 章 「すざく」衛星による観測とデータ解析	13
2.1 X 線天文衛星「すざく」	13
2.2 観測	15
2.3 解析手順	15
2.3.1 使用したソフトウェア	15
2.3.2 解析領域の選定	16
2.3.3 スペクトル解析	16
2.3.4 時間変動解析	18
第 3 章 輝線・吸収線の評価方法	20

3.1	輝線や吸収線の評価方法	20
3.2	先行研究: GRB 残光からの輝線検出	20
3.3	matched filter	20
3.4	「すぎく」への適用	22
3.5	モンテカルロ法による輝線・吸収線の探査	23
3.6	輝線・吸収線の上限值の見積もり	23
第 4 章	手法の検証	25
4.1	Mrk 766	25
4.2	Ark 120	26
第 5 章	マグネターへの適用	29
5.1	4U 0142+61	30
5.1.1	XIS 時間平均スペクトル	30
5.1.2	周期解析	30
5.1.3	XIS 位相分けスペクトル	33
5.2	1RXS J1708-4009	51
5.2.1	XIS 時間平均スペクトル	51
5.2.2	周期解析	51
5.2.3	XIS 位相分けスペクトル	55
第 6 章	考察とまとめ	64
6.1	輝線・吸収線の上限值	64
6.1.1	「すぎく」による上限値	64
6.1.2	これまでの観測における上限値との比較	65
6.2	マグネターの双極子磁場と表面磁場	67
6.3	アウトバースト時の検出例	68
6.4	理論からの制限	70
6.5	まとめ	70
参考文献		73

第 1 章

序論

本章では、宇宙の X 線放射の基礎と本研究の主な観測対象である中性子星について説明する。ただし、X 線放射の物理については、本研究に関わりの大きい事項を中心に扱っている。

1.1 連続スペクトルの発生

天体から観測される X 線は、天体の温度に依存する熱的放射や電子分布に依存する熱的・非熱的な連続スペクトルに加え、特定の元素やイオンによる輝線や吸収線を合わせたスペクトルになる。まずは主要な X 線連続スペクトルの発生原理を紹介する。

1.1.1 黒体放射

光中性子星表面や降着円盤内部など、光学的に厚い領域からの熱的放射は全て黒体放射で表現される。熱平衡状態の放射強度は温度のみによって一意に決まり、次のプランク関数で与えられる。

$$B_\nu(T) = \frac{2}{c^2} \frac{h\nu^3}{e^{h\nu/kT} - 1} \quad [\text{erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ Hz}^{-1} \text{ str}^{-1}] \quad (1.1)$$

黒体放射のエネルギー密度は、

$$\begin{aligned} u &= \frac{4\pi}{c} \int_0^\infty B_\nu d\nu \\ &= \frac{8\pi k^4}{h^3 c^3} T^4 \int_0^\infty \frac{x^3}{e^x - 1} dx \\ &= 1.37 \times 10^{14} \quad [\text{erg cm}^{-3} \text{ keV}^{-4}] \end{aligned} \quad (1.2)$$

となる。黒体放射している表面からの全フラックスを F とすると、

$$\begin{aligned} F &\equiv \int I \cos\theta d\Omega \\ &= \int_0^{\pi/2} \left(\int_0^\infty B_\nu(T) d\nu \right) \cos\theta \sin\theta d\theta \\ &= \pi \int_0^\infty B_\nu(T) d\nu = \frac{c}{4} u \equiv \sigma T^4, \end{aligned} \quad (1.3)$$

$$\sigma = \frac{2\pi^5 k^4}{15h^3 c^2} = 1.03 \times 10^{24} \quad [\text{erg cm}^{-2} \text{ keV}^{-4} \text{ s}^{-1}] \quad (1.4)$$

となる。ここで、 σ はステファン-ボルツマン定数。

黒体放射のスペクトルの形から天体の温度を見積もることができるが、一般に X 線スペクトルの形から求まる温度は色温度 (T_{col}) といい、天体の実効的な温度である有効温度 (T_{eff}) とは異なる。高温 (~ 1 keV) の放射領域では高エネルギーの電子が光子にエネルギーを与える逆コンプトン散乱が起こり、黒体放射の低エネルギー側の光子が叩き上げられて高エネルギー側にシフトするために放射のピークが高エネルギー側にずれるということが起こる。つまり、逆コンプトン散乱が起こる場合はスペクトル上の見かけの色温度 (T_{col}) は有効温度 (T_{eff}) よりも高くなる。色温度と有効温度の比 T_{col}/T_{eff} を hardening factor と呼び、中性子星表面や降着円盤内部では 1.4 から 1.9 である。X 線の観測領域 ($\approx 2-10$ keV) では、この hardening factor を用いて、

$$I_{\nu} = \left(\frac{T_{eff}}{T_{col}} \right)^4 B_{\nu}(T_{col}) \quad (1.5)$$

とすることで色温度を有効温度に補正できることが知られている。 $kT=0.1$ keV、 $kT=0.5$ keV、 $kT=1$ keV の黒体放射のスペクトルを図 1.1 に示す。

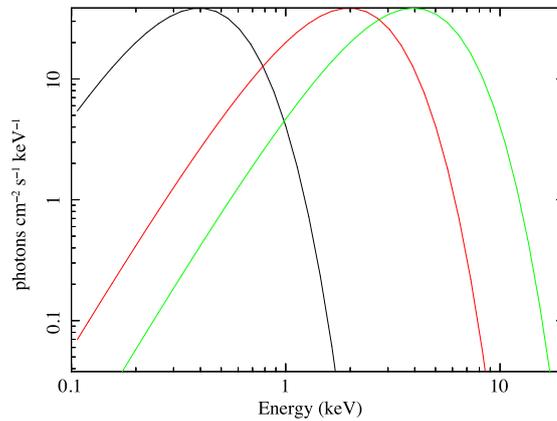


図 1.1. 0.1 keV(黒)、0.5 keV(赤)、1 keV(緑) の黒体放射のエネルギースペクトル。

1.1.2 制動放射 (ブレームス)

プラズマ中の電子がプラスの電荷を持つ粒子 (主に陽子) のクーロン力によって曲げられる際の電気双極子の加速度運動によって生じる放射。激変星や超新星残骸、銀河・銀河団などの光学的に薄いプラズマから観測される。スペクトルの形は電子の速度分布に依存する。電子分布が熱的である場合は、電子温度に対応したエネルギー $\sim kT$ にカットオフを持ったスペクトルになり (図 1.2)、非熱的である場合はべき関数になる。

1.1.3 逆コンプトン散乱

高エネルギーの電子が赤外線などのエネルギーの低い光子と弾性散乱して、よりエネルギーの高い X 線やガンマ線を生じる現象。一方、コンプトン散乱は高エネルギーの光子が低エネルギーの電子と弾性散乱することでエネルギーを失い、低エネルギーの光子を生じる現象である。逆コンプトン散乱のスペクトルは、低エネルギーの入射光子のエネルギー (E_{in}) からプラズマ中の電子の温度 (kT_e) にかけて $E_{in} < E < E_e$ の範囲ではべき関数になり、それ以上 ($E \gtrsim E_e$) で急激なカットオフが見られる。べきの傾きはプラズマ中

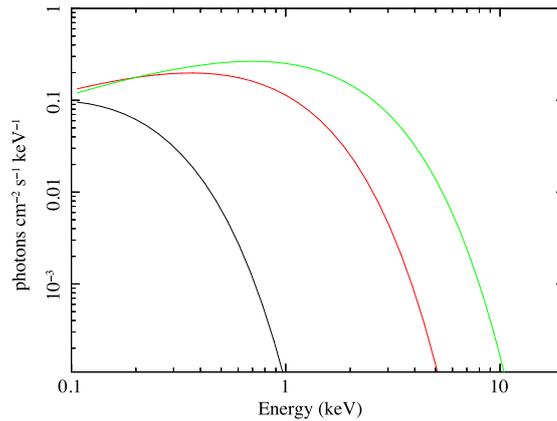


図 1.2. 0.1 keV(黒)、0.5 keV(赤)、1 keV(緑) の制動放射のエネルギースペクトル。黒体放射の場合と比べてスペクトルが広範囲に広がっている。

の電子による散乱回数に依存する。そのため、プラズマ中の電子の光学的厚み τ を用いてコンプトン y パラメータを次のように定義する。

$$y = \frac{4kT_e}{mc^2} \text{Max}(\tau, \tau^2) \quad (1.6)$$

y が大きいほど、つまりプラズマが光学的に厚いほどスペクトルの形はフラットになる。 τ が十分大きいとき、逆コンプトン散乱は飽和し、 $3kT_e$ のあたりに Wein ピークが見られる。

1.1.4 シンクロトロン放射

磁場と非熱的な電子が存在するとき、シンクロトロン放射によって電波から X 線まで広帯域の光子が生じる。また、発生した光子は電子と逆コンプトン散乱を起こし、より高エネルギーの光子を作る。超新星残骸の殻 (シェル) では衝撃波による電子加速が起きていて、そこからのシンクロトロン放射がシェルに沿って電波や X 線で観測されている。エネルギー $mc^2\gamma$ の電子がシンクロトロン放射する場合、放出する光子の典型的な振動数は

$$\nu_{sync} = \frac{3\gamma^2 e B \sin\alpha}{2\pi m_e c} \quad (1.7)$$

ここで α は磁場と電子の運動の向きのなす角 (ピッチ角)。

1.2 物質との相互作用

前節で紹介した連続スペクトルの生じた X 線光子は宇宙空間を進行中にさまざまな物質と相互作用を起こし、吸収される。X 線領域では、光子のエネルギーが低い方から順に、光電吸収、コンプトン散乱、電子対生成による吸収が支配的になる。

1.2.1 光電吸収

原子に束縛された電子が光子からエネルギーを受け取り、自由電子になることで起こる吸収である。可視光から ~ 100 keV 以下の X 線放射で支配的な吸収過程であり、X 線の吸収に効くのは主に C、N、O、Ne、

Si、S、Fe の K、L、M 殻電子による光電吸収である。原子番号 Z の原子の主量子数 n の準位の束縛エネルギーは水素様原子 (電子が一つだけ残っている状態) では、

$$I = \frac{m_e e^4 Z^2}{2\hbar^2 n^2} \tag{1.8}$$

また、K 殻に対する光電効果の全断面積は理論計算 ([53] など) によると、

$$\sigma_K = 4\sqrt{2}\sigma_T\alpha^4 Z^5 \left(\frac{m_e c^2}{\hbar\omega}\right)^{7/2} \tag{1.9}$$

ここで $\sigma_T = 6.65 \times 10^{-25} \text{cm}^{-2}$ はトムソン散乱の断面積である。主要な元素の散乱断面積を図 1.3 に示す。図中で断面積がジャンプしている所は、K、L、M 殻の電子軌道の変化に対応する。

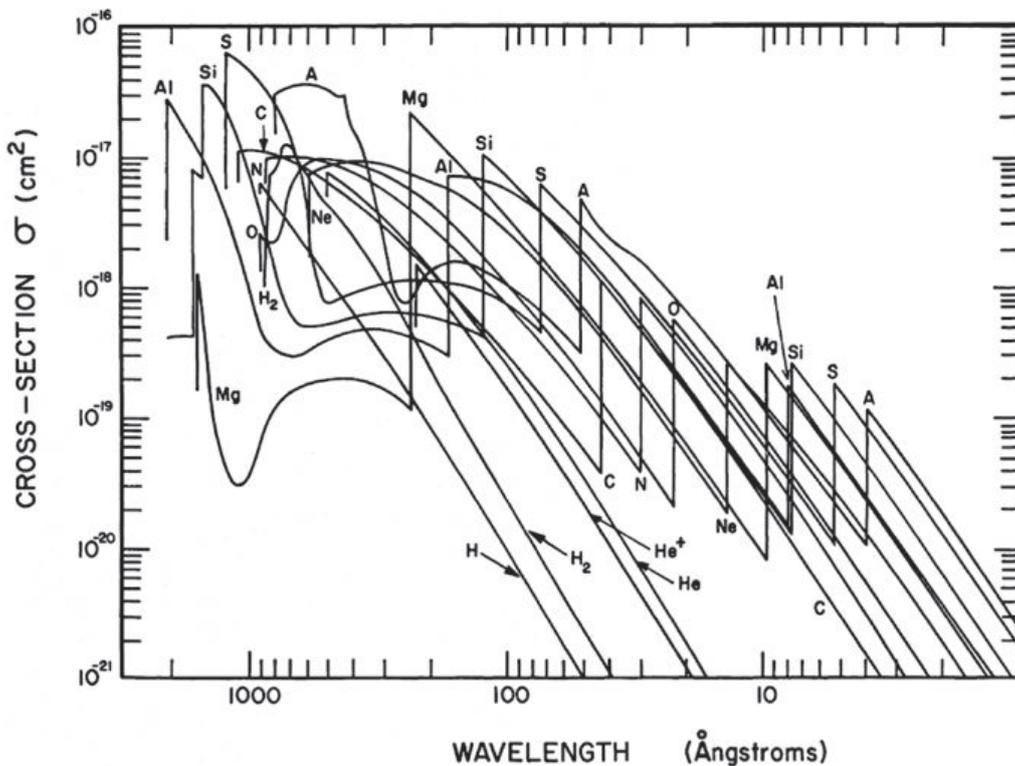


図 1.3. 光電吸収の散乱断面積 [53]。

1.2.2 コンプトン散乱

光子のエネルギーが電子の静止質量エネルギー 511 keV に近づくと、光子は粒子として扱われ、コンプトン散乱が起こる。静止した電子に周波数 ω の光子が衝突する場合、光子の周波数変化は、

$$\frac{\omega'}{\omega} = \frac{1}{1 + (\hbar\omega/m_e c^2)(1 - \cos\alpha)} \tag{1.10}$$

光子のエネルギーが低い場合 ($\hbar\omega \ll m_e c^2$) は $\omega' = \omega$ となり、衝突の前後で光子のエネルギーは保存され、トムソン散乱と一致する。また、コンプトン散乱の散乱断面積はクライン-仁科の式として知られる以下の式:

$$\sigma_{KN} = \pi r_e^2 \frac{1}{x} \left\{ \left[1 - \frac{2(x+1)}{x^2} \right] \ln(2x+1) + \frac{1}{2} + \frac{4}{x} - \frac{1}{2(2x+1)^2} \right\} \tag{1.11}$$

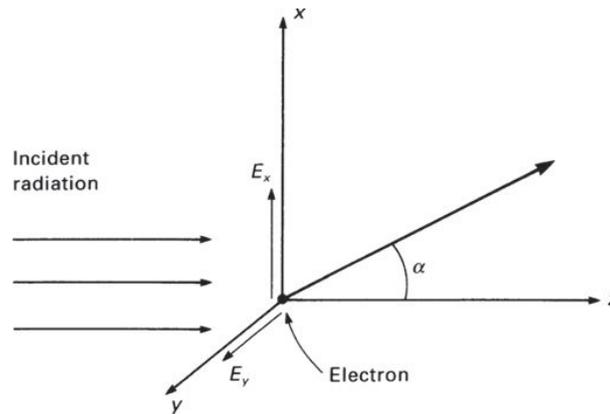


図 1.4. コンプトン散乱の様子 [53]。

で与えられる。ここで、 $x = \hbar\omega/m_e c^2$ 、 $r_e = e^2/4\pi\epsilon_0 m_e c^2$ (古典電子半径) である。この σ_{KN} は相対論的・非相対論的極限でそれぞれ

$$\sigma_{KN} = \frac{8\pi}{3} r_e^2 (1 - 2x) = \sigma_T (1 - 2x) \approx \sigma_T \quad (x \ll 1) \quad (1.12)$$

$$\sigma_{KN} = \pi r_e^2 \frac{1}{x} \left(\ln 2x + \frac{1}{2} \right) \quad (\gamma \gg 1) \quad (1.13)$$

となる。

1.2.3 電子対生成

光子のエネルギーが電子の静止質量の2倍 1.02 MeV に近づくと、光子から電子陽電子対が作られる電子対生成が支配的となる。光電吸収、コンプトン散乱、電子対生成のそれぞれの吸収係数のエネルギー依存性を図 1.5 に示す。

1.3 輝線

原子に束縛されている電子のエネルギー準位が変化する際、エネルギー準位の幅に応じたエネルギーの光子が放射または吸収されて一定のエネルギーに輝線や吸収線を発生することがある。

1.3.1 再結合線と蛍光輝線

電離したイオンと自由電子が結合する際、電子は高いエネルギー準位に捉えられることが多い。その後、電子が下の準位に落ちる際に生じる輝線を再結合線と呼ぶ。再結合線は密度が低く、光学的に薄いプラズマ中から観測される。一方、中性に近い原子に光が入射して内側の電子が弾き飛ばされ、そこに外側の電子が落ちてくる際に生じる輝線を蛍光輝線という。X線天文学で代表的な蛍光輝線を図 1.6 に示す。蛍光輝線は密度が高く、あまり電離していないプラズマからも観測されるため、両者の放射領域は異なる。

1.3.2 電子陽電子対消滅

高エネルギーの天体現象によって陽電子が作り出された場合、この陽電子と電子が対消滅を起こす ($e^- + e^+ \rightarrow \gamma + \gamma$)。このようにして生じた光子は電子の静止質量エネルギー 511 keV に相当するエネルギー

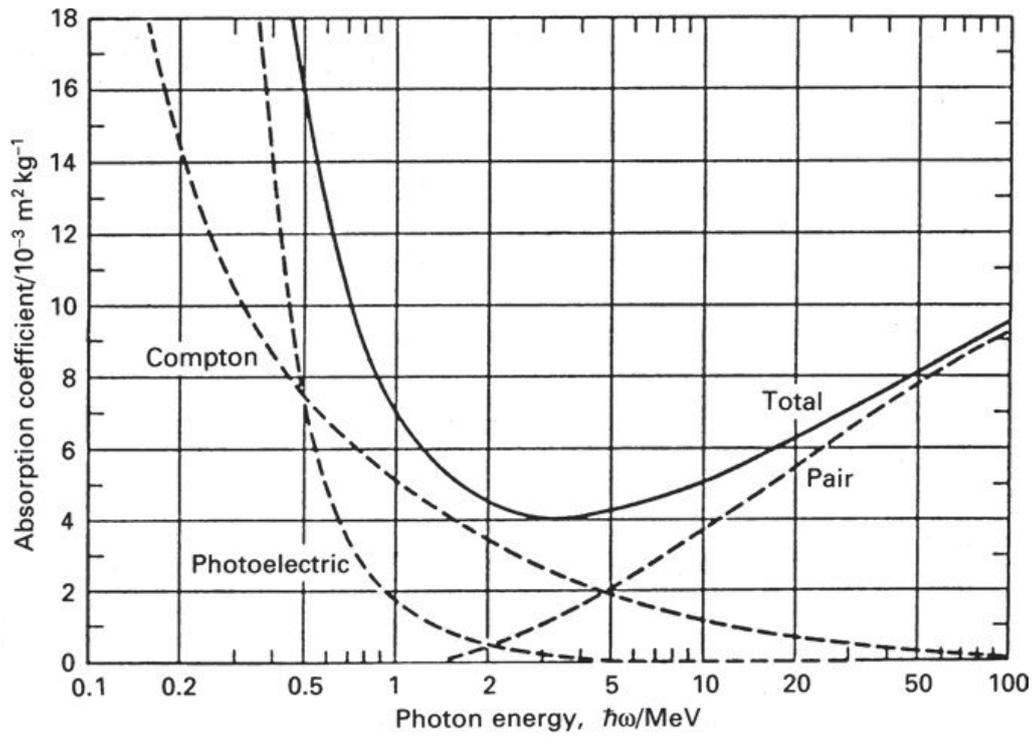


図 1.5. 吸収整数のエネルギー依存性 [53]。点線がそれぞれ光電吸収、コンプトン散乱、電子対生成による寄与を表し、実線が全体を表す。

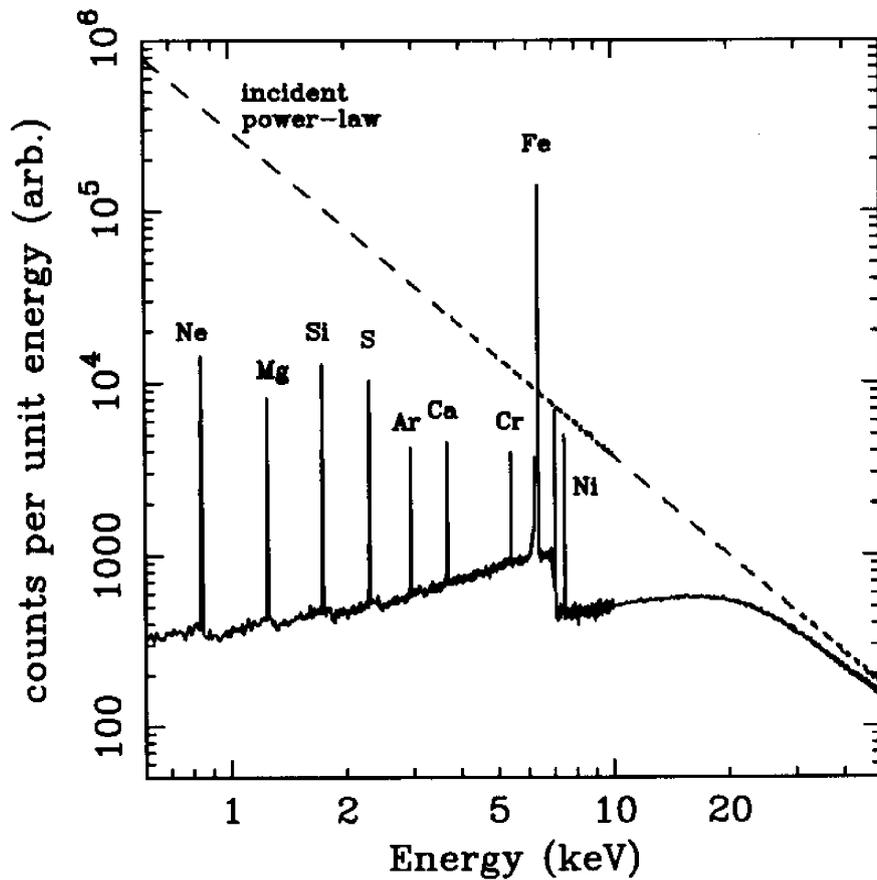


図 1.6. X 線天文学で代表的な蛍光輝線の種類とエネルギー [53]。

ギーを持つため、511 keV にピークを持つ電子・陽電子対消滅線が観測されることがある。

1.3.3 等価幅

輝線の強度を表すパラメータとして、連続成分に対する相対的な強度の指標である等価幅 (equivalent width) を用いることが多い。輝線中に含まれる講師数を $N(\text{photons/s/cm}^2)$ 、連続成分の強度を $C(\text{photons/s/cm}^2/\text{eV})$ とすると、等価幅は

$$EW \equiv \frac{N}{C} \quad [\text{eV}] \quad (1.14)$$

で定義される。

1.4 中性子星

中性子星は太陽の8倍より大きな質量の恒星が重力崩壊型の超新星爆発を起こした際に作られる、中性子の縮退圧で支えられている高密度星である。電子の縮退圧で支えられる白色矮星の中心密度が 10^6 gcm^{-3} 程度であるのに対し、中性子星の中心密度は 10^{15} gcm^{-3} にも達する。白色矮星から出発し、中心密度が上昇していくと、電子の Fermi エネルギーが大きくなり、電子が陽子に捕獲されて中性子に転化した方が安定となる。このようにして、中心密度の増加とともに白色矮星から中性子星へと移行していく。白色矮星と同様に、中性子星にも上限質量がある。自由中性子の縮退圧のみを考えると Newton 力学の範囲では $5.8 M_{\odot}$ となるが、一般相対論の効果を考慮すると $0.7 M_{\odot}$ となる。実際には中性子は自由ではなく、核力が反発力として働いており、これを考慮すると中性子星の最大質量は $2 M_{\odot}$ 程度になると考えられている。一方、中性子星の最小質量は原子核の融解が起こる程度の密度に相当し、およそ $0.1 M_{\odot}$ である。しかし、実際に観測されている中性子星の質量は $1.4 M_{\odot}$ に集中しているが、これは中性子星が大質量生の超新星爆発の結果生成されるということを反映しており、より軽い中性子星を作るような進化の道筋が存在しないことを意味している。

1.4.1 パルサー

1967年、ケンブリッジ大学のヒューイッシュのグループは電波の惑星間プラズマによるシンチレーション現象を調べることによって点源である電波源の探査を行っている最中に、1.3373秒という規則正しい周期のパルス状の電波を観測した。その後同様の現象がいくつも発見され、現在そのような天体はパルサーと呼ばれ、中性子星の一種であるとされている。パルサーのパルス周期は ~ 1 ミリ秒から ~ 10 秒程度と非常に短い。パルサーはその周期の正確さと短さから、周期は天体の回転によるものとされた。回転する天体が安定に存在できるためには、遠心力が重力を超えてはならない。この条件から、星の質量を $1 M_{\odot}$ とすると、周期1秒に対して半径は $1.5 \times 10^8 \text{ cm}$ 以下、1ミリ秒だとすると半径は $1.5 \times 10^6 \text{ cm}$ 以下でなくてはならないことになる。このような天体は理論的に中性子星以外にはない。パルサーの発見により理論で予測されていた中性子星の存在が証明されたことになる。

パルサーは強力な磁場を持っており、その放射は磁気双極子放射として考えることができる。角速度 Ω で回転する磁気双極子モーメント μ による放射のパワーは

$$P = \frac{2}{3} \frac{|\mu|^2 \Omega^4 \sin^2 \theta}{c^3} \quad (1.15)$$

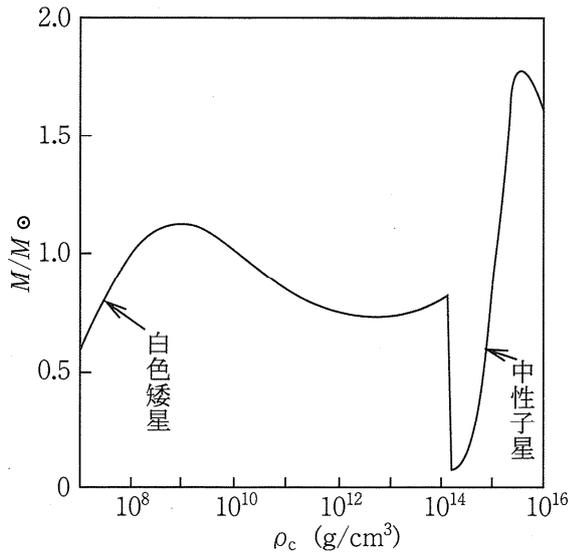


図 1.7. 縮退星の質量と中心密度の関係。曲線の右下がりの部分は不安定な星である。右上がりの部分は安定な星で、白色矮星と中性子星の二つの分岐がある。

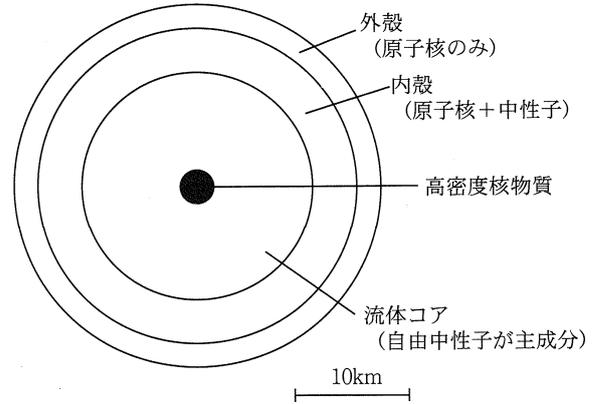


図 1.8. 中性子星の内部構造の理論的予測。

で与えられ、パルス周期の時間変化率 $\dot{P} \equiv dP/dt$ とすると、単位時間当たりのエネルギー散逸 \dot{E} は、

$$\dot{E} = -I\Omega\dot{\Omega} = 4\pi^2 I \frac{\dot{P}}{P^3} \tag{1.16}$$

となる。ここで、 I は中性子星の慣性モーメントである。この P と \dot{P} からパルサーの年齢 τ と磁場強度 B は以下のように与えられる。

$$\tau = \frac{P}{2\dot{P}} \tag{1.17}$$

$$B = \left(\frac{3\mu c^3 M}{80\pi^3 R^4} P\dot{P} \right)^{\frac{1}{2}} \tag{1.18}$$

ここで、 M, R は中性子星の質量と半径である。また、いくつかのパルサーでは可視光、X線、ガンマ線でもパルスが観測されている (図 1.9)。

1.4.2 X線連星

中性子星の存在は、パルサーの発見とほぼ同時に X線星の発見によっても確認された。近接連星中の中性子星は伴星から放出されたガスを降着し、重力エネルギーを解放して X線で光る。中性子星からなる X線星は中性子星の時点による周期性がはっきりと観測される X線パルサーと、自転周期がほとんど見られないものに大別される。後者は低質量 X線連星 (Low Mass X-ray Binary; LMXB) と呼ばれる。X線パルサーは強い磁場を持っているため、降着が磁極に集中し、電波パルサーと同様に自転周期が観測されるが、LMXB は磁場が弱く、中性子星全面で X線を放出するため、自転周期が観測されないものと考えられている。

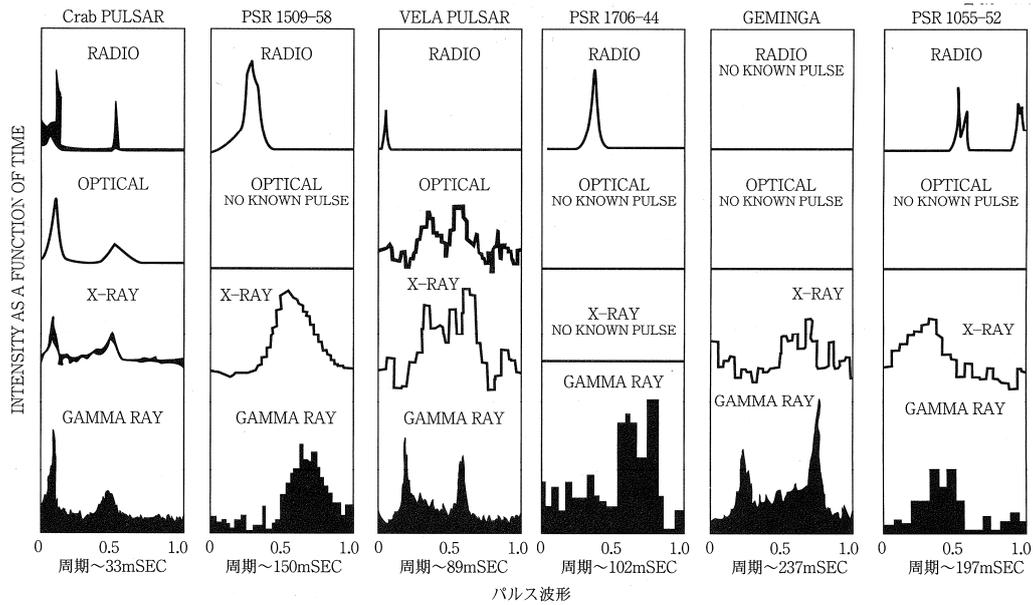


図 1.9. 6 つのパルサーの電波、可視光、X 線、ガンマ線のパルス波形。

1.4.3 マグネター

強い磁場を持つ中性子星の中でも特に磁場の強い双極子磁場を持つとされるものはマグネターと呼ばれ、磁気エネルギーを放射のエネルギー源として考えられている。過去に軟ガンマ線リピーター (Soft Gamma Repeater; SGR) や特異 X 線パルサー (Anomalous X-ray Pulsar; AXP) として発見された天体の正体であるとされる。マグネターには以下のような特徴がある。

- 標準的なパルサーに比べて自転周期が遅く (2–12 秒)、急速に減速している。周期減衰率から推定される磁場は標準的な中性子星よりも 2-3 桁ほど強い 10^{14-15} G と予想される。
- 孤立して存在している。
- 定常的に X 線で光っている。
- マグネターは中性子星の中でも若い (< 100 kyr) 種族であり、 ~ 0.5 keV の熱放射を示す。
- 突発的に、2-3 桁ほど明るくアウトバーストを起こす。磁気エネルギーの突発的な解放によるものと考えられている。
- 他の天体では見られないような巨大なフレアが観測されている。
- 電波パルスは稀である、または検出できない。

「すぎく」が観測した代表的なマグネターのスペクトルを図 1.10 に、これまでに紹介した中性子星の代表的なエネルギースペクトルを図 1.11 に示す。それぞれ星表面の温度に応じた熱放射に加えて、回転駆動型パルサーでは X 線から γ 線にかけて一定の傾きで延びるべき成分、降着駆動型パルサー (X 線連星) では熱的プラズマからのコンプトン放射、マグネターでは X 線から γ 線にかけて延びる右上りの硬いべき成分、などの特徴がある (もちろん、個々の天体によって事情は異なる)。

*1 検出器応答を解いたスペクトル。

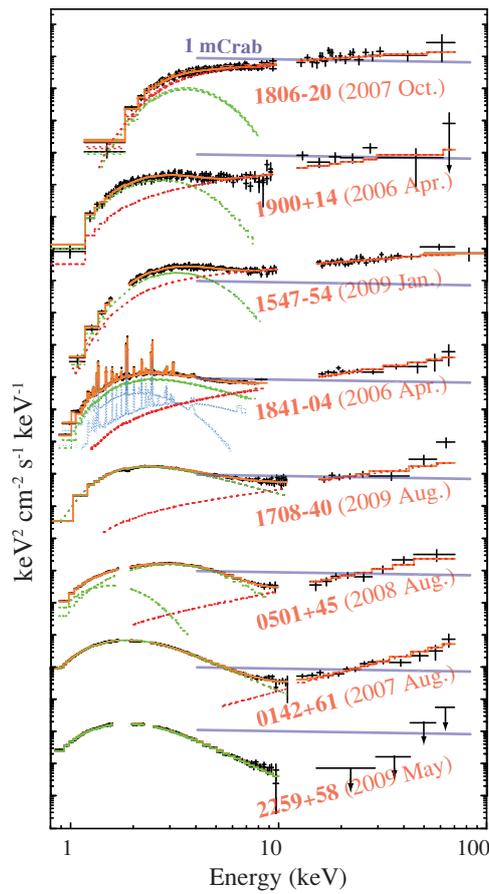


図 1.10. 「すざく」が 2009 年までに観測した代表的なマグネターの X 線スペクトル [6]。縦軸は $\nu F\nu^{*1}$ 表示。

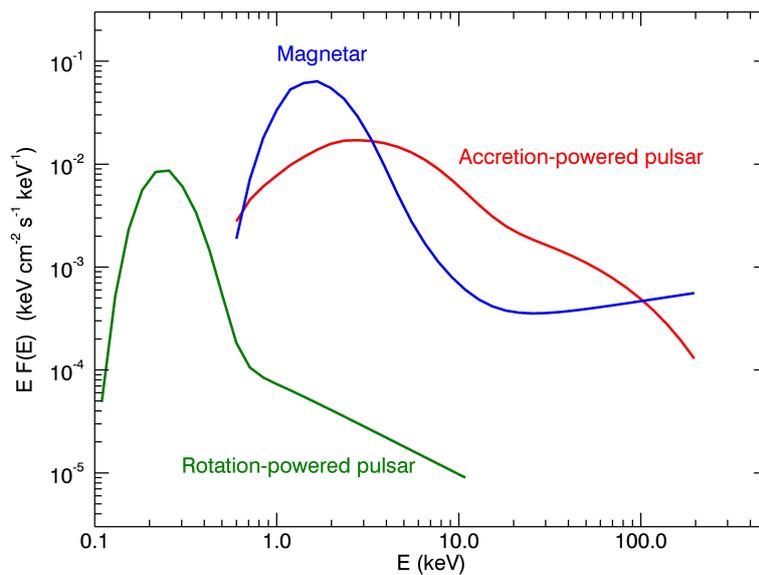


図 1.11. 代表的な回転駆動型パルサー (Geminga)、降着駆動型パルサー (X Persei)、マグネター (AXP 4U 0142+61) のエネルギースペクトル [30]。縦軸は $\nu F\nu^{*1}$ 表示。

1.4.4 中性子星の分類と $P - \dot{P}$ 図

星の自転周期 P と周期増加率 \dot{P} (星の両極からの磁場、双極子磁場に比例) の間には相関があり、中性子星の分類として用いられる (図 1.12)。磁場の弱いグループ (図の左下) には連星を成し、伴星から

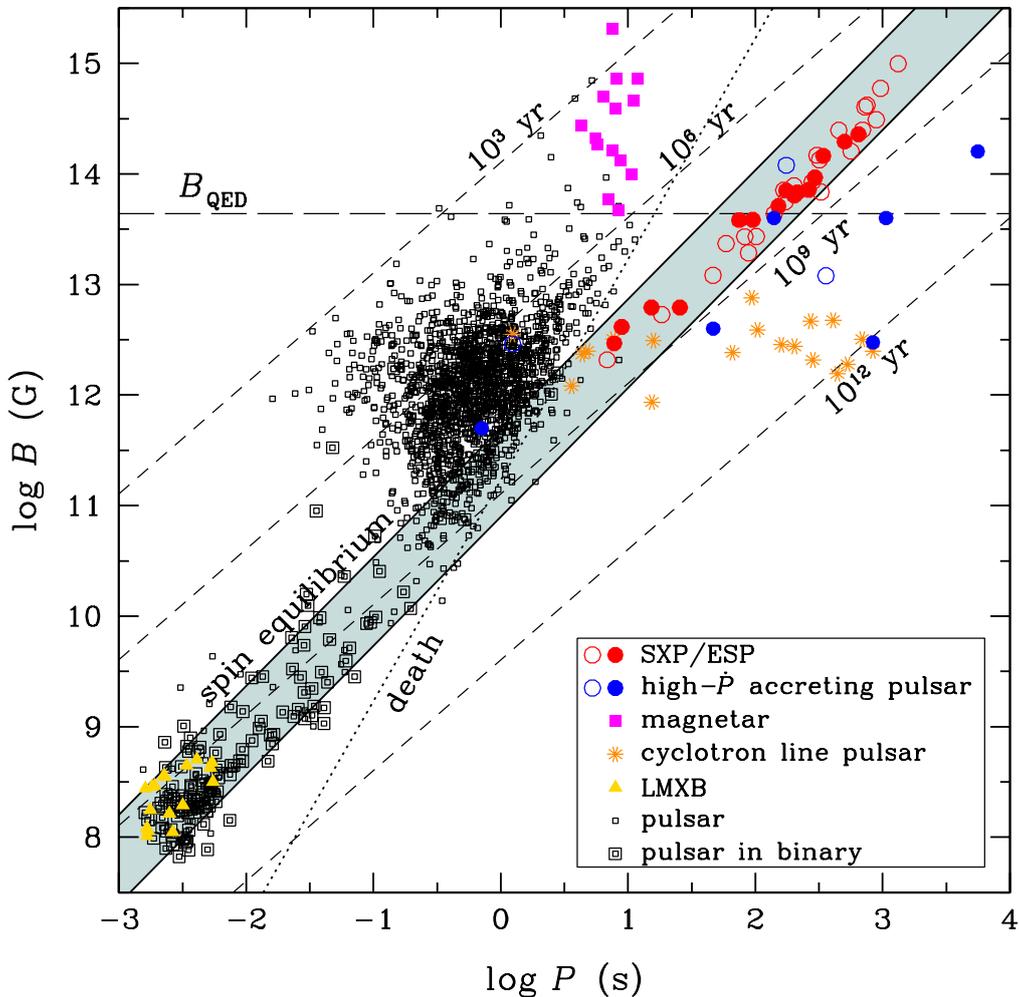


図 1.12. 主要な中性子星の自転周期と双極子磁場の関係 [17]。

の物質降着によって X 線で光る X 線連星があり、図の中央付近には回転エネルギーを使って電波からガンマ線までの様々な波長の放射を出すパルサーが集中している。また、図右上には QED の臨界磁場 ($B_{QED} = 4.414 \times 10^{13}$ G) を超える双極子磁場を持つとされるマグネターが存在する。

1.4.5 サイクロトロン共鳴散乱

これまでに降着駆動型の X 線パルサーを中心に、サイクロトロン共鳴によるものとされる吸収線が約 20 例ほど観測されている。以下に簡単に原理を説明する。

磁場中の荷電粒子 (ここでは、電子や陽子) は磁場に垂直な方向にローレンツ力を受け、サイクロトロン

運動をする。その周波数 (サイクロトロン周波数) ω_c とラーモア半径 r は、

$$\omega_c = \frac{qB}{m} \quad (1.19)$$

$$r = \frac{mcv}{qB}, \quad (1.20)$$

となる。ここで、 q, m はそれぞれ粒子の電荷と質量、 B は磁場の大きさ、 c は真空長の光速である。 r は B に反比例するため、 B が大きくなり、 r が粒子のド-ブロイ波長程度に短くなると、粒子の磁場に垂直な方向の運動量は離散化され、飛び飛びのエネルギー準位を持つことになる。粒子が電子や陽子の場合、このエネルギー準位は整数倍となり、ランダウ準位と呼ばれる。電子と陽子のランダウ準位の間隔はそれぞれ、

$$E_{ec} = 11.6 \times \frac{B}{10^{12}\text{G}} \text{ [keV]} \quad (\text{電子の場合}) \quad (1.21)$$

$$E_{pc} = 0.63 \times \frac{B}{10^{14}\text{G}} \text{ [keV]} \quad (\text{陽子の場合}) \quad (1.22)$$

となる。すなわち、磁場に束縛されたプラズマ中の電子や陽子に E_{ec} や E_{pc} のエネルギーを持つ光子が衝突すると、光子は吸収され、電子や陽子は一つ上の準位に移る。このようにして起こった吸収がサイクロトロン共鳴吸収線 (Cyclotron Resonance Scattering Features; CRSFs) として観測され、吸収線のエネルギーから星表面の磁場を推定する重要な手がかりとなる。これまで見つかっている CRSF から、以下の特徴が挙げられる。

- 数百 eV 程度の広がった吸収線になる。
- パルス位相に依存し、特定の位相で強い吸収を受ける。
- 最も大きい吸収の $2, 3, \dots$ 倍のエネルギーの位置に $n = 2, 3, \dots$ の高調波成分が観測される場合もある。

X 線パルサーの代表的な磁場の大きさは $\sim 10^{12}$ G 程度であり、この場合電子の共鳴エネルギー E_{ec} は X 線帯域となるため、X 線観測で発見されている吸収線は電子によるものだと考えられる。マグネターの場合、磁場が X 線パルサーよりも 2 桁程度大きく、 E_{ec} はガンマ線帯域となってしまうため、検出感度の問題から発見は難しいとされる。代わりに、陽子の共鳴エネルギー E_{pc} が X 線帯域になるため、発見できそうだが、現在のところ明確な観測例は少ない [47][42]。

第2章

「すざく」衛星による観測とデータ解析

本論文では日本の X 線天文衛星「すざく」が観測したデータを用いた。本章では「すざく」による観測の状況とデータ解析の手順、結果について述べる。

2.1 X 線天文衛星「すざく」

「すざく」は 2005 年 7 月 10 日に打ち上げられた、日本の第 5 番目の X 線天文衛星である。図 2.1 に外観を示す。2015 年の 8 月 26 日に観測を終え、衛生の運用を終了すると公表された。すざく衛星には



図 2.1. すざく衛星の外観 (http://www.jaxa.jp/projects/sat/astro_e2/index.j.html より)。

5つの軟 X 線検出器と 1つの硬 X 線検出器と搭載している。0.2–12 keV 軟 X 線帯域をカバーする検出器として、4 台の X 線 CCD からなる X-ray Imaging Spectrometer(XIS, [23]) と 1 台のマイクロカロリメータ X-Ray Spectrometer(XRS) を搭載していたが、2005 年 8 月 8 日に XRS で使用している液体ヘリウムが消失するという事故が発生し、XRS による観測はできなくなってしまった。硬 X 線検出器 Hard X-ray Detector(HXD) は、PIN 型半導体検出器と GSO シンチレータを合わせることで 10–600 keV の広帯域を観測する。HXD には 50 keV–5 MeV の広帯域に感度を持つ、全天観測モニター Wideband All-sky Monitor(HXD-WAM) もある。すざく衛星の利点は、これらの検出器を組み合わせることで広いエネルギー帯域で好感度の分光観測が行える点である。それぞれの検出器の性能を表 2.1 にまとめる。

XIS は XIS0、XIS1、XIS2、XIS3 の 4 基からなり、このうち、XIS0、XIS2、XIS3 の 3 台は電極が X 線の入射側にある表面照射型 (Frontside Illuminated; FI) であり、XIS1 は電極が X 線の入射側の裏側にある裏面照射型 (Backside Illuminated; BI) である (図 2.2)。ただし、XIS2 は 2006 年 11 月 9 日の宇宙デブリ

表 2.1. すぎくに搭載されている各検出器の性能。

略称	検出器	観測帯域 (keV)	有効面積 (cm ²)	角分解能	エネルギー分解能 (eV)
XIS	X 線 CCD カメラ	0.2-12	340(FI),390(BI) @ 1.5 keV	2'(HPD*)	~130 @ 6 keV
HXD-PIN	Si PIN	10-70	~160 @ 20 keV	-	~4000
HXD-GSO	GSO	50-600	~260 @ 100 keV	-	7.6/ $\sqrt{E_{MeV}}$ %
HXD-WAM	BGD	50-5000	2 π	-	-

*HPD: Half Power Diameter。望遠鏡の性能を表す指標の一つで、半分の X 線が集められる円の直径。

の衝突による損傷と思われる異常発生以降、観測を停止した。FI では、低エネルギーの X 線は電極や絶縁層で吸収されてしまうために感度が下がるのに対し、BI ではそのようなことは起こらないため、低エネルギー側で感度が良いという特長がある。一方、BI の方が X 線バックグランドも集めてしまうため、高エネルギー側では FI の方が感度が良くなる。XIS の観測モードは、Clock モードと Edit モードという異なる 2 つのモードで構成される。Clock モードには CCD のすべてのピクセルを通常 8 秒周期で読み出す Normal モードと、撮像領域で縦方向に一定列を加算して一列分ずつデータを読み出す Parallel-sum (P-sum) モードのいずれかを指定する。さらに Normal モードには、Burst オプションや CCD の使用領域を制限して露光時間を短くする Window オプションを指定できる。これらは主に明るい X 線源を観測する場合に用いられ、露光時間 8 秒で観測すると露光時間内に入射する光子数が上限を超えてしまう場合に対応するためのオプションである。1/4、1/8 window オプションの露光時間はそれぞれ、2 秒、1 秒であり、これは最小の時間分解能に対応する。P-sum モードは縦方向にイベントを加算するため、縦方向の位置情報を失う代わりに高い時間分解能 (8/1024 秒) を得ることができる。Edit モードは観測したデータのうち、どれだけを地上に転送するかを指定するモードで、5×5、3×3、2×2 の 3 通りがある。例えば、5×5 モードでは、X 線イベントの中心とその周囲 24 ピクセルの計 25 ピクセル分のデータを転送する。衛星の電力供給等の問題で、転送するデータを制限しなければならない場合は、よりデータの少ない Edit モードを使用する。

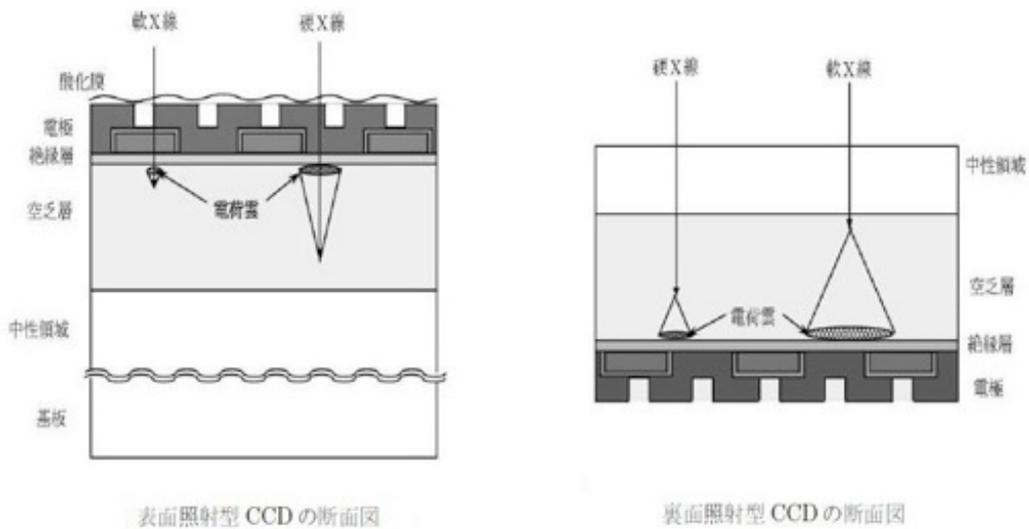


図 2.2. XIS 検出器の断面図 (東海林雅之 修士論文より)。左が表面照射型 (FI)、右が裏面照射型 (BI) である。

HXD センサーの構造を図 2.4 に示す。中央には 16 本の井戸型フォスウィッチカウンタ (Well ユニット) があり、その周りを 20 本の BGO 結晶のアンチカウンタ (Anti ユニット) が囲む。また、さらに外側もシールドブにも BGO シンチレータが設置されている。4×4 に並べられた 16 本の Well 検出器が X 線を検出する。10-60 keV の X 線光子は PIN 型半導体検出器で検出され、それ以上のエネルギーを持つ X 線光

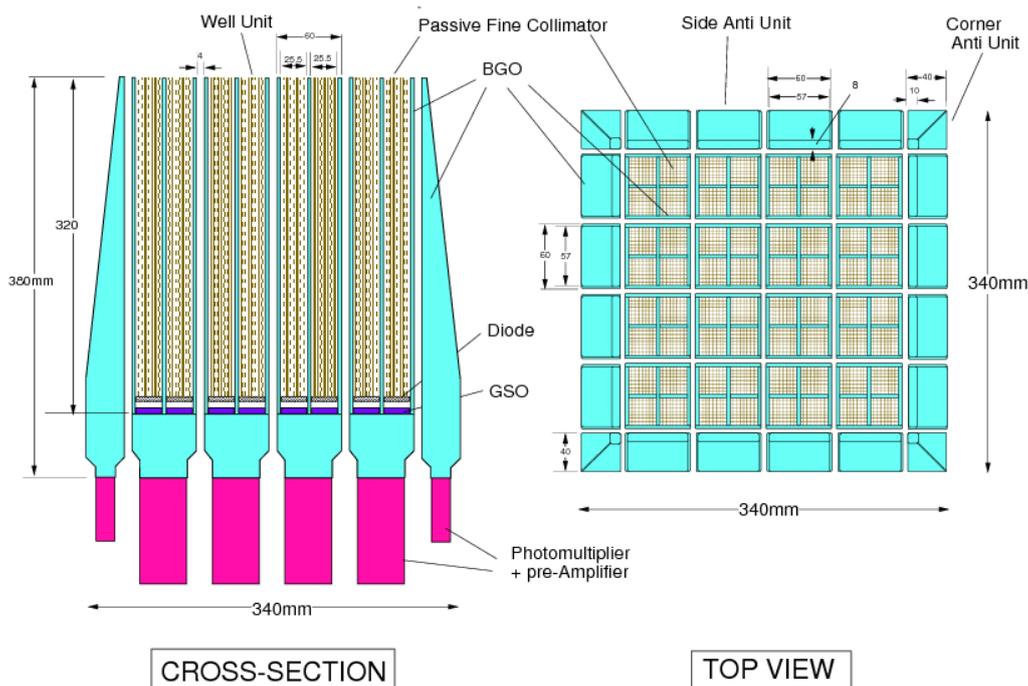


図 2.3. HXD の構造 [56]。

子は PIN を通り抜け、GSO 結晶で検出される。バックグラウンドや視野外からの X 線は BGO と GSO の蛍光減衰時間の違いを利用して、反同時計測により除去される。Anti 検出器は厚い BGO 結晶とフォトチューブを組み合わせた検出器である。これらを Well ユニットの周辺に配置することで放射線に対するアクティブシールドの役割を果たす。Anti 検出器をあらゆる方向から来る X 線や γ 線の検出に利用したものが HXD-WAM である。

2.2 観測

本研究において使用したデータはすべて Suzaku Public Data List (http://www.darts.isas.jaxa.jp/astro/suzaku//public_list/public_seq.html) に公開されているものである。利用したデータの一覧を表 2.2 に示す。

表 2.2 のうち、Mrk 766 と Ark 120 はセイファート I 型 AGN (Active Galactic Nuclei, 活動銀河核) である。ただし、Mrk 766 と Ark 120 は手法の検証としてアウトフローからの輝線と吸収線の評価のためにデータを用いたのみであるため、スペクトル解析においては、解釈の難しい複雑な軟 X 線超過成分が見られる帯域は除いた。4U 0142+61 と 1RXS J1708-4009 は定常的に明るく、発見当初 AXP として分類されていた天体であり、現在は特に磁場の強い中性子星、「マグネター」の一種であると考えられている。

2.3 解析手順

2.3.1 使用したソフトウェア

X 線天文学のデータは FITS (Flexible Image Transport System) 形式で提供される。これらを解析するため、HEASoft version 6.16、CALDB、DS9 version 7.3 を用いた。

HEASoft は High Energy Astrophysics Science Archive Research Center (HEASARC) が提供する高

表 2.2. 使用した観測データの一覧。

Source	ObsID	Observation Start	*Exposure (ks)	**Count Rate (c/s)	XIS Window (XIS0, XIS1, XIS3)
Mrk 766	701035020	2007-11-17 21:26:20	59.3	0.733 ± 0.003	(full, full, full)
Ark 120	702014010	2007-04-01 18:07:26	100.8	2.128 ± 0.005	(full, full, full)
4U 0142+61	402013010	2007-08-13 04:04:13	99.6	7.789 ± 0.010	(1/4, 1/4, 1/4)
	404079010	2009-08-12 01:41:15	107.3	7.342 ± 0.009	(1/4, 1/4, 1/4)
	406031010	2011-09-07 15:43:32	38.5	8.451 ± 0.015	(full, full, 1/4)
	408011010	2013-07-31 10:05:39	101.1	8.107 ± 0.010	(1/8, 1/4, 1/4)
1RXS J1708-4009	404080010	2009-08-23 16:25:08	60.8	1.767 ± 0.006	(1/4, 1/4, 1/4)
	405076010	2010-09-27 14:41:52	62.7	1.608 ± 0.006	(1/4, 1/4, 1/4)

* XIS3 の正味の観測時間。

** XIS3 の 0.5–10 keV におけるカウントレート。

エネルギー天文データ解析ツールである。FITS ファイルから時系列データを表示し、解析する XRONOS やエネルギースペクトル解析、モデルフィットを行う XSPEC が含まれている。CALDB は Calibration Database の略で、各検出器と望遠鏡の校正データを集めたものである。検出器の性能など、校正データは観測時期に応じて時々刻々と変化するため、常に最新版を使用するようにしなければならない。X 線スペクトルの応答関数などは CALDB を用いて作成される。DS9 は FITS ファイルのデータを可視化するツールである。単に画像を表示するだけでなく領域の切り取りなどのイメージ解析を行うことができる。

2.3.2 解析領域の選定

宇宙空間で X 線を観測すると、天体からの信号以外に、遠方の銀河中心由来の宇宙背景放射 (Cosmic X-ray Background; CXB) や観測装置由来のバックグラウンド (Non X-ray Background; NXB) が観測される。従って、データから真の天体信号を抽出するためには、データ - (NXB+CXB) としなければならない。XIS は撮像ができるため、画像データからソース (天体からの放射が確認できる) 領域と、バックグラウンド (何も写っていない、あるいは目的外の放射が見られる) 領域を選定し、(ソースからの放射) - (バックグラウンド領域からの放射) とすることで天体の信号を取り出すことができる。HXD には撮像機能はないため、blank-sky の観測データや CXB のモデルからバックグラウンドを推定する。

本研究で使用した天体はいずれも天体までの距離が離れている (AGN) か天体が小さく (マグネター)、XRT の角分解能と比べて十分に小さく写っているため、点源と見做すことができる。また、観測領域内に別の光源が写り込むこともなかったため、天体のソース領域を光源の中心から 3 分角、その周囲にバックグラウンド領域をとった。

2.3.3 スペクトル解析

公開されているデータから clean イベント (元のデータに標準的な処理が施したデータ) を使用した。clean イベントから作成した PI(Pulse Invariant) に、検出器のチャンネルとエネルギーの対応を示す RMF(Redistribution Matrix File) と望遠鏡を考慮した検出器のその観測における有効面積を表す ARF(Angular Response File) をかけることでエネルギースペクトルを抽出した。ARF については、CALDB の情報をもとに xissimarfgen [19] を用いてモンテカルロ計算を行い、作成した。統計量をか

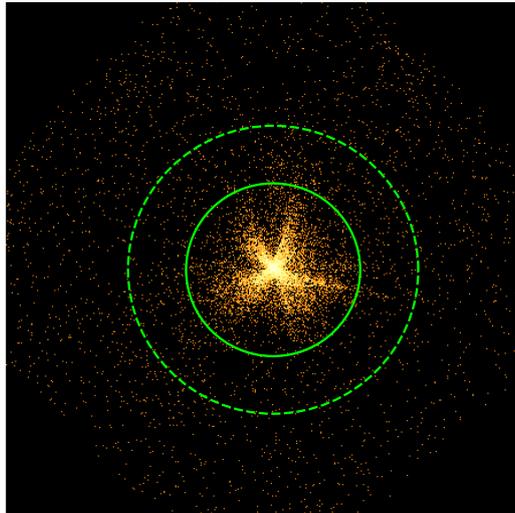


図 2.4. ソース領域 (実線) とバックグラウンド領域 (点線)。図のように、円環状に点源から半径 3 分角までをソース領域、3-5 分角の領域をバックグラウンド領域とした。図は Mrk 766 の XIS0 による像である。

ぐため、同条件で観測されたデータについては、FI の 2 基 (XIS0 と XIS3) のスペクトルを足し合わせて解析した。それに伴い、RMF と ARF もスペクトルに合うように再計算した。

作成したスペクトルにモデルを当てはめ、 χ^2 フィッティングによりベストフィットパラメータを求めた。フィッティングに用いた XSPEC のモデルを以下にまとめる。なお、 $A(E)$ の単位は、Photons $\text{cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{keV}^{-1}$ である。

tbabs(星間吸収)

星間物質による光電吸収を考慮したモデル。Tuebingen-Boulder グループの ISM モデル [50] にもとづく。

$$A(E) = \exp(-N_H \times \sigma(E)) \quad (2.1)$$

ここで、 $N_H \text{ cm}^{-2}$ は水素柱密度であり、視線方向の 1 cm^{-2} あたりに存在する水素の個数を表す。 $\sigma(E) \text{ cm}^2$ は吸収の散乱断面積である。

bbodyrad(黒体放射)

温度による X 線放射のモデル。

$$A(E) = \frac{K \times 1.0344 \times 10^{-3} E^2 dE}{\exp(E/kT) - 1} \quad (2.2)$$

ここで、 $kT \text{ keV}$ は放射領域の温度であり、 K は規格化定数。ただし、 $K = R_{km}^2 / D_{10}^2$ で、 $R_{km} \text{ km}$ は放射領域の半径、 D_{10} は天体までの距離 (10 kpc 単位) である。

powerlaw(べき関数)

べき関数モデル。非熱的成分からのスペクトルをよく再現する。

$$A(E) = K E^{-\Gamma} \quad (2.3)$$

ここで、 Γ は光子指数と呼ばれる無次元量、 $K \text{ cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ keV}^{-1}$ は 1 keV で規格化した強度である。

cutoffpl

折れ曲りのあるべき関数型のモデル。

$$A(E) = KE^{-\alpha} \exp\left(-\frac{E}{\beta}\right) \quad (2.4)$$

ここで、 α は光子指数、 $\beta \text{ keV}$ は折れ曲りのエネルギー、 $K \text{ cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ keV}^{-1}$ は 1 keV で規格化した強度である。

gauss

ガウス関数型輝線モデル。

$$A(E) = K \frac{1}{\sqrt{2\pi}\sigma} \exp\left(-\frac{(E - E_{line})^2}{2\sigma^2}\right) \quad (2.5)$$

ここで、 $E_{line} \text{ keV}$ は輝線の中心エネルギー、 $\sigma \text{ keV}$ はガウス関数の幅、 $K \text{ cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ は輝線の全光子数である。

gabs

ガウス関数型吸収線モデル。

$$M(E) = \exp\left[\left(-\frac{K}{\sqrt{2\pi}\sigma}\right) \exp\left(-\frac{(E - E_{line})^2}{2\sigma^2}\right)\right] \quad (2.6)$$

ここで、 $E_{line} \text{ keV}$ は吸収線の中心エネルギー、 $\sigma \text{ keV}$ はガウス関数の幅、 K は吸収線の深さを表す係数で、吸収線の光学的深さ τ_{line} と $K = \sqrt{2\pi}\sigma\tau_{line}$ の関係にある。

2.3.4 時間変動解析

天体からの X 線強度の時間変動を解析するの目的は、時間変化そのものから情報を抽出する場合と、周期性を顕にする場合があるが、本研究で時間変動解析を行った 4U 0142+61 と 1RXS J1708-4009 はいずれも自転周期に応じた周期的な X 線パルスが見られる天体であるため、ここでは後者の場合の解説を行う。

時間変動解析にもスペクトル解析と同様、clean イベントを使用した。パルサーのような周期の短い天体を解析する場合、パルスの到着時刻を正確に扱うためには惑星の運動を加味した太陽系重心の時刻へと変換する、バリセントリック補正を行う必要がある。そこで、`aebarycen` [46] を用いて clean イベントをバリセントリック補正したものを解析に用いた。

ライトカーブに周期的な変動がある場合、フーリエ変換をして各周波数のパワーをプロットした「パワースペクトル」を作成すると、特定の周波数にピークが現れる。パワースペクトルからおおよその周期を見積もることができるが、マグネターの場合、XIS の時間分解能 (1/4 Window の場合 2 秒) に対してパルス周期 (~10 秒) は十分に長いとはいえないため、この段階で正確な周期は求まらない。そのため、周期を少しずつ変えながらライトカーブを畳み込み、それらが一定であると仮定して χ^2 検定を行う、「ピリオドグラム」を作成した。変動の周期と畳み込みの周期が一致する場合、1 周期での変動は大きくなるため χ^2 の値は大きくなる。 χ^2 が最大となる周期を中心として再度ピリオドグラムを作成して χ^2 が最大となる周期を求める。この操作を繰り返し、少しずつウィンドウの幅を狭めていくことで周期の精度を上げていく。ピリオドグラムでは観測時間全体のライトカーブを畳み込むため、検出器の時間分解能を大幅に超える精度で周期を決定できる。このようにして求めた周期で畳み込みのライトカーブを作成し、各位相毎にイベントを

切り出してスペクトル解析を行った。ここで、観測されるパルス位相 $\Phi(t)$ はパルス周波数 $\nu \equiv 1/P$ の関数として表現でき、一般的には以下の展開式

$$\Phi(t) = \phi(t_{Epoch}) + \nu(t - t_{Epoch}) + \frac{1}{2}\dot{\nu}(t - t_{Epoch})^2 + \frac{1}{6}\ddot{\nu}(t - t_{Epoch})^3 + \dots \quad (2.7)$$

で与えられる。ここで、 t_{Epoch} は観測上の基準点である。

第3章

輝線・吸収線の評価方法

本章では、輝線や吸収線の評価方法についてまとめ、本研究で用いた手法について説明する。

3.1 輝線や吸収線の評価方法

これまで、ガンマ線バースト (Gamma-Ray Burst; GRB) の残光の微弱な X 線信号から輝線を探すため、いくつかの統計的検定手法が開発されてきた。Hurkett et al. 2008 [18] で取り上げられている手法は以下の4つである。

1. 尤度比検定と F 検定
2. ベイズ因子
3. ベイズ事後確率
4. “matched filter” を用いたモンテカルロ法

本研究では、4. の「“matched filter” を用いたモンテカルロ法」を用いてマグネターの CRSF の探査を行った。

3.2 先行研究: GRB 残光からの輝線検出

Reeves らは 2002 年に発表した論文 [41] の中で、GRB011211 の残光から Mg XI、Si XIV、S XVI、Ar XVIII、Ca XX の 5 本の輝線が検出されたと報告した (図 3.1)。5 本の輝線を加えたモデルの有意度は 1. の F 検定で、99.7% であった。

その翌年の 2003 年に Rutledge と Sako [43] は同じ観測データを再解析し、4. の手法で輝線を加えない、連続成分のみのモデルを 4. の方法でシミュレーションしたところ、得られた分布の約 10% から同程度の輝線が検出されることを明らかにした (図 3.2)。著者らはモデルフィットによって輝線の有意度を検定することの問題点として、データの統計的な揺らぎを考慮していない点やモデル依存が大きい点を指摘している。4. の手法は、事前に輝線の情報を知っている必要がなく、かつ統計的揺らぎを考慮できる点が、存在の有無が未知の輝線の探査にとって有力である。

3.3 matched filter

ここで言う “matched filter” とはパルス信号に対してパルスと同じ幅を持ったガウシアン型の関数で畳み込むことでパルスの信号-ノイズ比 (Signal-Noise ratio; S/N) を最適化するというものである。このフィ

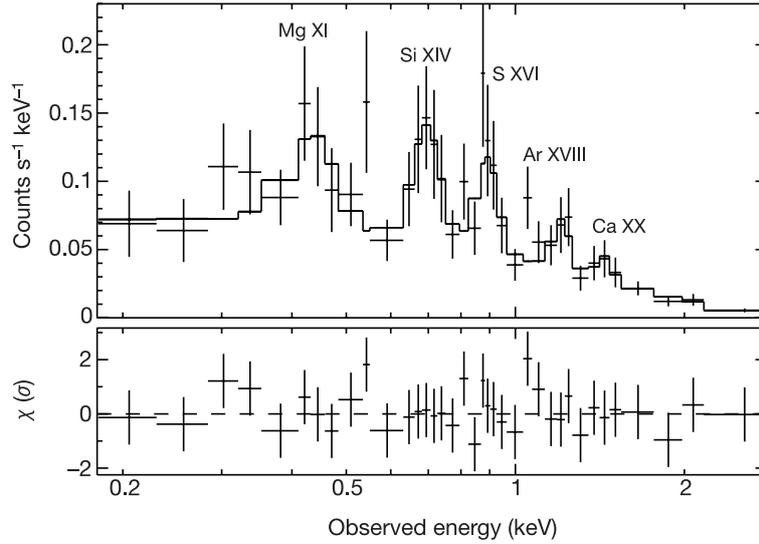


図 3.1. [41] の Figure 2.。GRB011211 の残光の検出器応答のかかった X 線スペクトル (上段) と熱放射モデルでフィットした際のデータとモデルの間の残差 (下段)。図中に示してある通り、5 本の輝線が連続スペクトルからの残差として確認出来る。

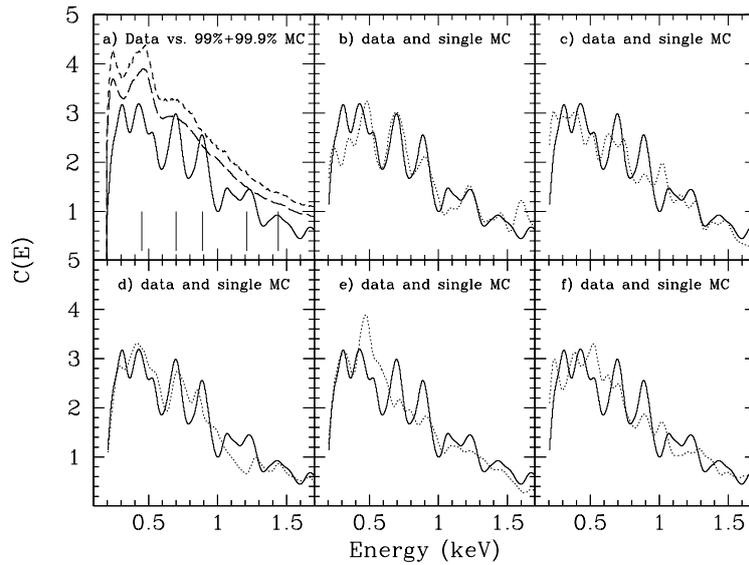


図 3.2. [43] の Figure 2.。(a) の実線はデータのスペクトルにフィルター (§3.3) をかけたものであり、2 本の点線は 4. の手法を用いて求めた 99% と 99.9% の有意度領域。縦棒は報告されている 5 本の輝線のエネルギーに対応する。5 本の輝線のうち、90% の有意度を超過しているものは 2 本しかないことが確認できる。(b)–(f) の実線は (a) と同じもの、点線は輝線を加えないモデルをモンテカルロシミュレーションのある 1 回で作成されたスペクトル。輝線を加えていないモデルからでもデータのような輝線を再現することができている。

ルターは *ASTRO-H* 衛星のマイクロカロリメータ、SXS [32] などにも使われている。ここでは、このフィルターをエネルギー軸に応用し、輝線や吸収線をベースライン状のパルスと捉えてそのゲインを最適化するために用いる。フィルターの操作を数式で記述すると、

$$C(E_i) = \sum_{j[E_i-3\sigma(E_i)]}^{j[E_i+3\sigma(E_i)]} I(j) \frac{1}{\sqrt{2\pi}\sigma(E_i)} \exp\left[-\frac{1}{2}\left(\frac{E_i - E_j}{\sigma(E_i)}\right)^2\right] \delta E_j \quad (3.1)$$

となる。ここで、 $i, j (= 1, 2, 3, \dots, N)$ はそれぞれ PI のビンの番号、 N は PI のビン数を表す。 E_i, E_j は i, j 番目のビンに対応するエネルギー、 $\sigma(E_i)$ は E_i におけるガウシアン幅 (標準偏差)、 δE_j は j 番目の PI ビンに含まれるエネルギーである。言い換えると、PI の各ビン ($I(i)$) に対して正規分布を仮定した場合の前後 3σ の範囲をガウシアンで畳み込んで新たな PI ビン ($C(E_i)$) に変換する操作である。また、式 3.1 の対称性から matched filter は輝線と吸収線を同時に扱うことが可能である。本研究では σ を検出器のエネルギー分解能とした。

3.4 「すぎく」への適用

上記の手法をすぎくの XIS スペクトルに適用するため、まず XIS のエネルギー分解能を取得する必要がある。X 線 CCD のエネルギー分解能は原理的に高エネルギーになるほど悪くなる。加えて、経年劣化や 2006 年 9 月から軌道上で導入された、天体観測中に定期的に電荷を注入することで電荷輸送時の損失を軽減する Spaced-row Charge Injection (SCI) モードによる改善 [48] によって、観測時期によっても異なる。そこで、本研究では各エネルギーの分解能を `xisrmfgen` で作成したレスポンスファイル (RMF) から取得し、3 次曲線でフィットしたものを XIS のエネルギー分解能とした。RMF は観測に対応する CALDB のデータから作成されるため、観測時期に応じたエネルギー分解能を得ることができる。

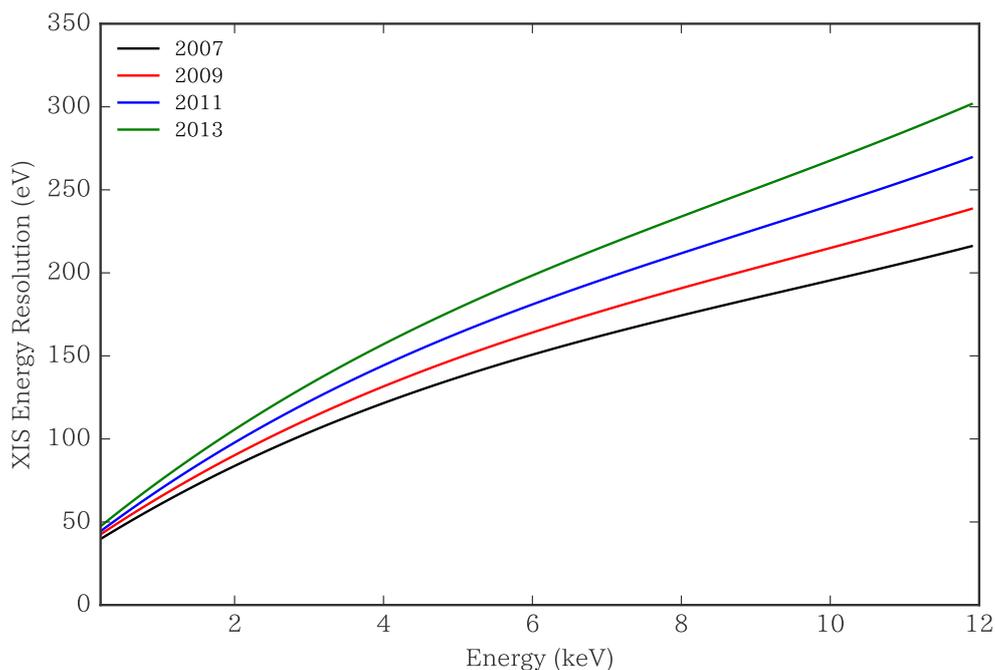


図 3.3. XIS3 の 2007 年 (黒)、2009 年 (赤)、2011 年 (青)、2013 年 (緑) におけるエネルギー分解能 (FWHM^{*1})。経年劣化によりエネルギー分解能は少しずつ悪くなっている。

作成したフィルターを検証するため、ATOMDB のデータベースをもとに電離プラズマからの輝線をシミュレーションした XPSEC の `apex` モデルに適用した結果を図 3.4 に示す。

*1 Full Width at Half Maximum (半値全幅)。ガウス分布の場合、標準偏差 σ と FWHM $\approx 2.35\sigma$ の関係がある。

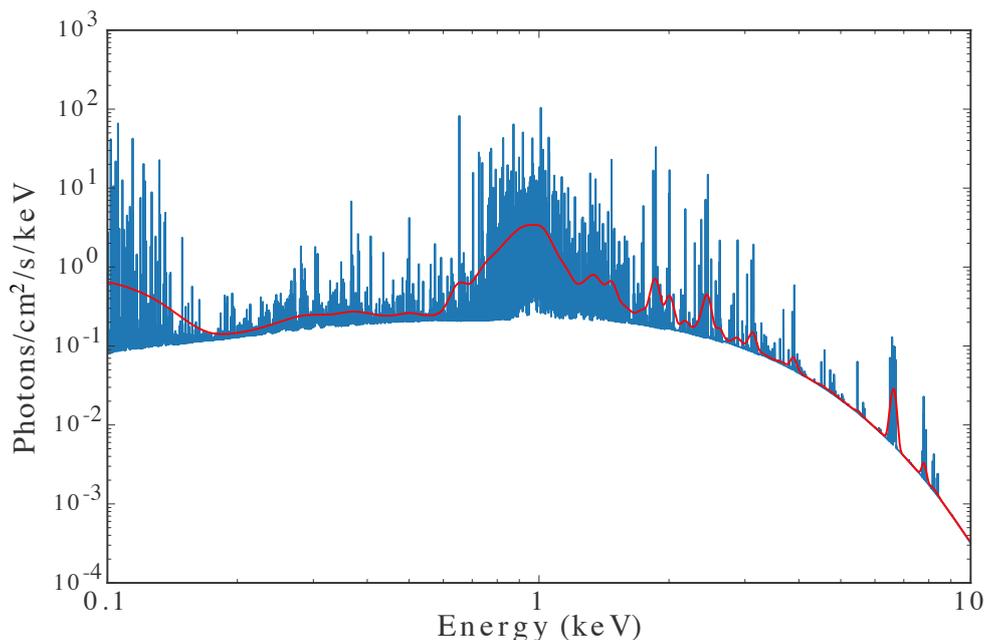


図 3.4. “matched filter” を `apec` モデルに適用した結果。青線はモデルから検出器の応答を考慮して作成したスペクトル、赤線がフィルターをかけた後のスペクトル。

3.5 モンテカル口法による輝線・吸収線の探査

XSPEC の `fakeit` を用いて、モデルのパラメータを固定して検出器のレスポンスから統計揺らぎによる不確かさを付けたスペクトルを作成し、その度量み込みのフィルターをかけてスペクトルを最適化する。この操作を複数回行うことで、連続成分の統計揺らぎによる分布ができる。試行回数は分布がガウス分布に従う程度行えばよく、本研究では 10^4 回とした。こうしてできた分布はベースラインの統計揺らぎに相当するため、有意な輝線や吸収線がある場合は分布を超えるものとして検出することができる。

ここで、連続成分のフィットモデルと元のスペクトルとの間に残差が残っていると、本来存在しないはずの構造を作り出してしまいう可能性があるため、連続成分のフィッティングは慎重に行う必要がある。

3.6 輝線・吸収線の上限值の見積もり

Giuliani & Mereghetti 2014 [12] でなされている通り、この手法は観測における輝線や吸収線の上限值を定めるためにも有効である。上限値を求める手順は以下の通りである。連続成分のベストフィットモデルに任意の輝線または吸収線を加えた、“連続成分 + ライン”を作成する。“連続成分 + ライン”モデルに `matched filter` をかけながら十分な回数 (本研究では 10^3 回) 作成すると“連続成分 + ライン”モデルの分布ができる。“連続成分 + ライン”モデルの分布を連続成分の分布と比較することで検出されたかどうかを判定していく。その後、加えるラインの強度を少しずつ変化させて同様の検証を繰り返していき、検出と判定された最小の強度がその観測における上限値である。本研究では検出の判定基準を、「“連続成分 + ライン”モデルの分布の 90% が連続成分の 4σ の有意度を超える場合」とした。これはすなわち、10 回同じ条件下で観測すれば 9 回以上 4σ の有意度で検出できる場合に相当する。

輝線や吸収線の検出効率は原理的には検出される信号-ノイズ比によって決まる。まず、連続成分の光子数 N_c は、

$$N_c = A(E)tF(E)W_{eff} \quad (3.2)$$

と表される。ここで、 $A(E)$ は検出器の有効面積、 t は観測時間、 $F(E)$ はスペクトルのフラックス [$\text{cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{keV}^{-1}$]、 W_{eff} は検出されるラインの幅であるが、これは元のラインが検出器のエネルギー分解能 ΔE より細かい場合は ΔE だけ広がって検出され ($W_{eff} = \Delta E$)、元のラインが広がっている場合はそのまま検出される ($W_{eff} = W$)。同様に、ラインの光子数 N_l は、

$$N_l = A(E)tF(E)W \quad (3.3)$$

と書ける。これより、検出される信号-ノイズ比は

$$\frac{S}{N} = \frac{N_l}{\sqrt{N_c}} = \frac{\sqrt{A(E)tF(E)W}}{\sqrt{\Delta E}} \quad (\text{ラインが細かい場合}) \quad (3.4)$$

$$\frac{S}{N} = \sqrt{N_c} = \sqrt{A(E)tF(E)W} \quad (\text{ラインが広がっている場合}) \quad (3.5)$$

となる。すなわち、輝線や吸収線の検出効率は有効面積やエネルギー分解能といった検出器の性能、観測時間や天体のスペクトルのフラックスといった観測条件に加えて、目的とするラインの幅にも依存する。そこで、本研究ではラインが細かい場合と広がっている場合のそれぞれを仮定してシミュレーションを行った。

第4章

手法の検証

§3 で説明した手法でマグネターのサイクロトロン吸収線の探査に入る前に、既知の吸収線に適用して手法の検証を行った。ここで対象としたのは Gofford et al. 2013 [13] 中の Mrk 766 と Ark 120 というセイファート I 型の AGN である。この 2 つの天体を選択した理由は、ベースラインとなる連続成分が Fe のライン付近でシンプルで吸収線の判定が容易であるためである。Gofford et al. 2013 によると、Mrk 766 からは、 Fe_{XXV} 、 Fe_{XXVI} のイオンによる吸収が青方変移したものと見られる吸収線がそれぞれ ~ 6.8 keV、 ~ 7.1 keV のエネルギーに検出されている。2 本の吸収線の有意度は共に F 検定で $> 99\%$ であった。一方、Ark 120 からは有意な吸収線は検出されなかった。本章では Gofford et al. 2013 と同じ観測データを用いて “matched filter”+MC の方法で吸収線の評価を行い、得られた結果を比較する。

4.1 Mrk 766

ここでは、鉄輝線付近のみを扱うため、3–10 keV の XIS スペクトルを解析した。解析にあたり XIS0 と XIS3 のスペクトルを足し合わせている。フィッティングを行うにあたり、まず 3–10 keV の領域全体をべき関数でフィットし、大きく残差が残る領域を除いた。その結果、6–6.5、6.6–6.8、6.9–7.1 keV の領域を除くこととなった。その後、再度フィッティングを行い、ベースラインを定めた。

残った領域のスペクトルはべき関数型であったため、まず単純なべき関数モデル (powerlaw) でフィッティングを行った。その結果、ベストフィットパラメータは、光子指数 1.77 ± 0.04 、規格化定数 0.0037 ± 0.0002 と求まった。モデルの当てはめの良さ (goodness of fit) を表す χ^2/ν (ν は自由度) の値は 1.19 であり、null hypothesis probability (以下、probability) は 2.5×10^{-3} であった。さらにフィット結果を改善するため、次に `cutoffpl` でフィッティングを行った。結果、光子指数は 0.6 ± 0.2 とよく定まらなかったが、 $E_{\text{fold}} = 4.4_{-0.7}^{+1.0}$ keV に折れまがりをつけることで全体をよく再現できた。この E_{fold} は本来、熱的プラズマの電子温度等の物理的意味を持つパラメータであるが、ここではベースラインモデルを得ることを目的としているため、パラメータの解釈は行わない。`cutoffpl` でのフィッティングの結果は $\chi^2/\nu = 1.04$ 、probability 0.28 と単純なべき関数の場合と比べて改善した。スペクトルとベストフィットモデルとの残差を図 4.1 に、それぞれのベストフィットパラメータを表 4.1 に示す。

得られた `cutoffpl` のベストフィットモデルを元に、§3 の方法でモンテカルロ法による輝線・吸収線の有意度を見積もった。その結果を図 4.2 に示す。図中の緑、青、赤色の実線は内側からそれぞれ、連続成分の分布から求めた 2、3、 4σ の有意度領域で、これらの領域を超えることは対応する有意度で輝線や吸収線が存在することを意味する。図 4.2 より、 ~ 6.4 keV に 4σ の有意度を超える鉄の輝線、 ~ 6.7 keV と ~ 7.0 keV に 4σ の有意度 (赤線) を超える吸収線が検出された。モンテカルロシミュレーションで得られた

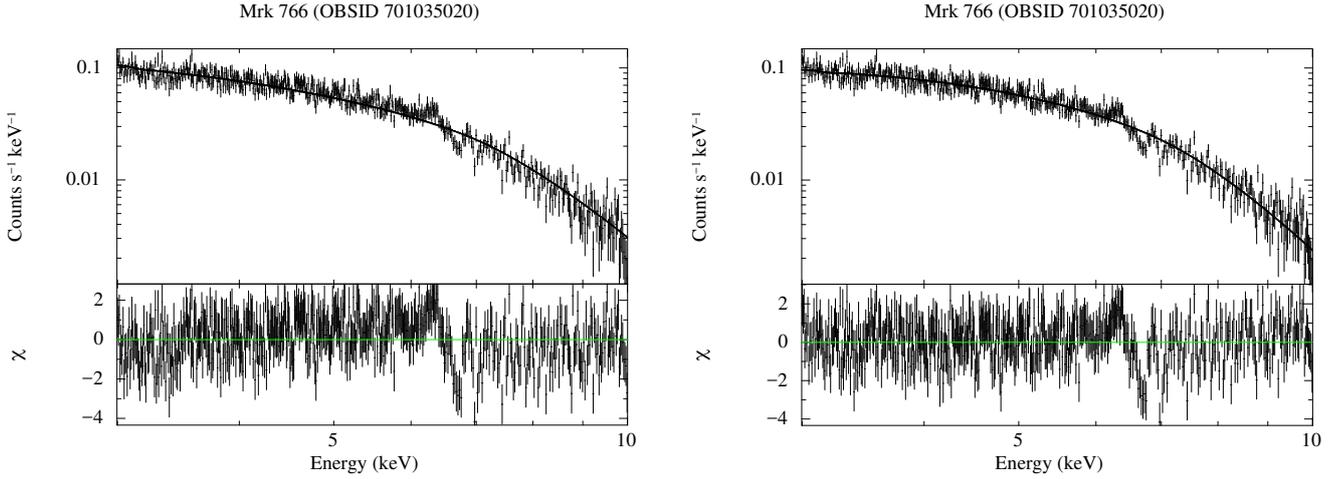


図 4.1. Mrk 766 の XIS0+XIS3 のスペクトルのフィット結果。左図は `powerlaw`、右図は `cutoffpl` でフィットした結果である。それぞれ上段はバックグラウンドを差し引き、検出器応答をかけた後のスペクトルで、十字はエラーを表す。実線はベストフィットモデルである。また、下段は $\chi=(\text{data}-\text{model})/\text{error}$ をプロットしたものであり、モデルとスペクトルの間の残差を表す。

表 4.1. Mrk 766 の連続成分のフィット結果。

Model	Parameter	
powerlaw	Γ	1.77 ± 0.04
	norm	0.0037 ± 0.0002
	χ^2/ν	559/469
cutoffpl	Γ	0.6 ± 0.2
	E_{fold} (keV)	$4.4^{+1.0}_{-0.7}$
	norm	0.0018 ± 0.0003
	χ^2/ν	485/468
Flux@3–10 keV ($10^{-11}\text{erg cm}^{-2}\text{s}^{-1}$)		$1.0347^{+0.005}_{-0.105}$

表中の誤差は全て 90% の信頼区間。

分布から有意度を求めると、2本の吸収線は共に $> 99.99\%$ となった。2本の吸収線は Gofford et al. 2013 [13] の結果と矛盾しない (吸収線の中心エネルギーが若干異なっているのは、スペクトルのビンまとめによる影響であると考えられる)。

4.2 Ark 120

次に、吸収線が検出されていない Ark 120 についても同様に解析を行った。解析には XIS0 と XIS3 を足し合わせたスペクトルを用いた。ベースラインを決めるため、3–10 keV の全体をべき関数でフィットし、大きく外れる領域を除いた。その結果、5.8–6.9 keV の領域を除くことになった。その後再度べき関数でフィッティングを行い、光子指数 1.93 ± 0.02 、規格化定数 0.0100 ± 0.0003 と定まった。また、 $\chi^2/\nu = 1.02$ 、probability は 0.39 とよく合っていたため、こちらはこのベストフィットモデルをベースラインとした。スペクトルとベストフィットモデルとの残差を図 4.3 に、ベストフィットパラメータを表 4.2 に示す。

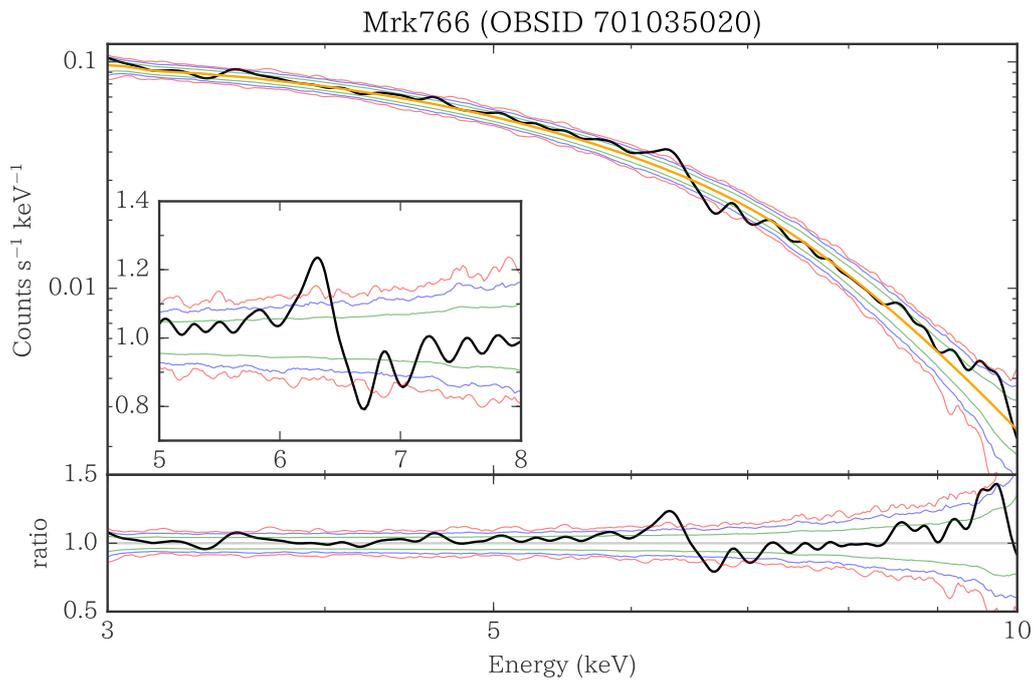


図 4.2. Mrk766 のモンテカルロシミュレーションの結果。上段の橙の実線は連続成分のベストフィットモデル、黒の実線は元の PI に畳み込みのフィルターをかけたもの、緑、青、赤の実線は内側からそれぞれ 2、3、4 σ の有意度領域を表す。下段はそれらと連続成分のベストフィットの比。上段左下の図は、見やすさのために下段の図の 5-8 keV の領域を拡大したものである。

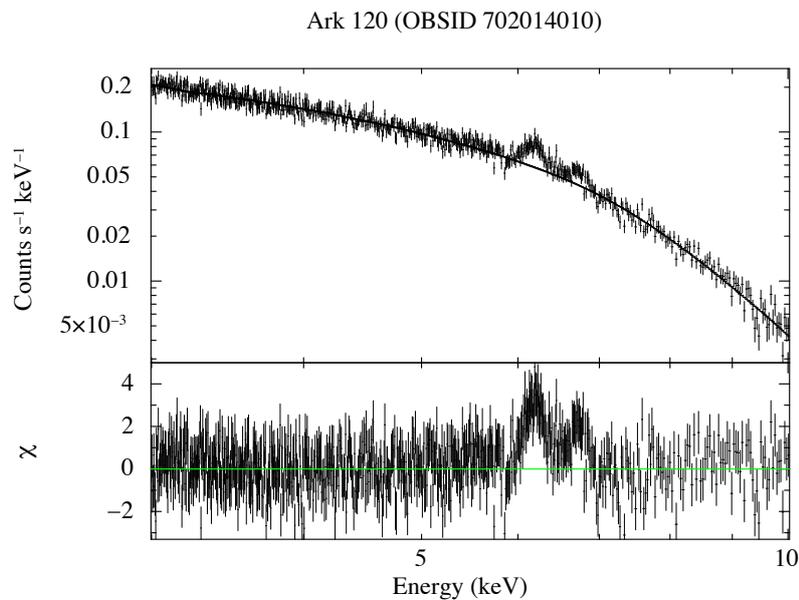


図 4.3. Ark 120 の XIS0+XIS3 のスペクトルの powerlaw モデルでのフィット結果。上段はバックグラウンドを差し引き、検出器応答をかけた後のスペクトルで、十字はエラーを表す。実線はベストフィットモデルである。また、下段は $\chi=(\text{data-model})/\text{error}$ をプロットしたものであり、モデルとスペクトルの間の残差を表す。

表 4.2. Ark 120 の連続成分のフィット結果。

Model	Parameter	
powerlaw	Γ	1.93 ± 0.02
	norm	0.0100 ± 0.0003
	χ^2/ν	618/609
Flux@3–10 keV (10^{-11} erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$)		2.168 ± 0.016

表中の誤差は全て 90% の信頼区間。

得られたべき関数のベストフィットモデルを元に、同様にモンテカルロ法による輝線・吸収線の有意度を見積もった。その結果が図 4.4 である。Ark 120 では、6–7 keV にわたる広がった鉄の輝線が見られるが、

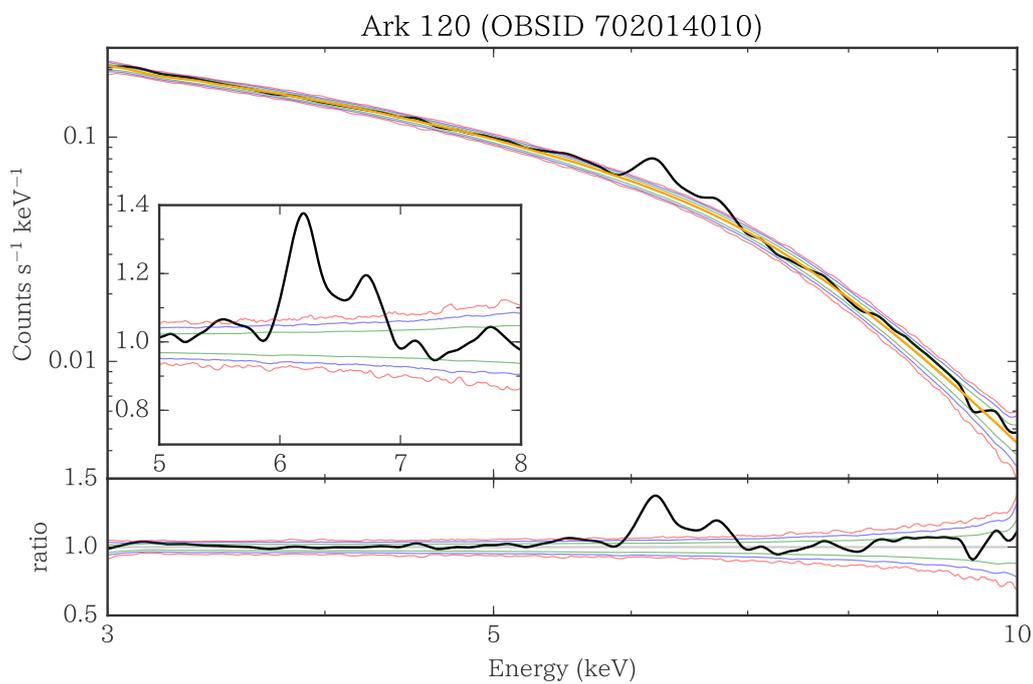


図 4.4. Ark120 のモンテカルロシミュレーションの結果。上段の橙の実線は連続成分のベストフィットモデル、黒の実線は元の PI に畳み込みのフィルターをかけたもの、緑、青、赤の実線は内側からそれぞれ 2、3、4 σ の有意度領域を表す。下段はそれらと連続成分のベストフィットの比。上段左下の図は、見やすさのために下段の図の 5–8 keV の領域を拡大したものである。

吸収線のエネルギー ~ 6.5 – 7.5 keV には有意度 2σ の領域に到達している構造は存在しない。

以上の結果はいずれも Goddard et al. 2013 と矛盾しない。これより、“matched filter”+MC の方法ですざくの観測データから適切に吸収線の評価を行えることが確かめられた。

第 5 章

マグネターへの適用

§3 の方法をマグネターの XIS スペクトルに適用し、CRSF の探査を行った。対象とした天体は、自転周期が比較的遅く、軟 X 線領域で明るい、かつすぐくで複数回観測されている 4U 0142+61 と 1RXS J1708-4009 である。これらの天体からは周期 ~ 10 秒の X 線パルスが観測されているため、パルス位相で切り取り、それらのスペクトルに対しても吸収線を探査した。

表 2.2 の通り、4U 0142+61 は 2007 年、2009 年、2011 年、2013 年の 4 回、1RXS J1708-4009 は 2009 年と 2010 年の 2 回、それぞれ観測されている。以下、それぞれの第 1, 2, ... 観測目を Obs 1, Obs 2, ... と表記する。一定間隔で複数回、しかもそれぞれが長時間観測されているため、データのサンプルとしては十分であると考えられる。ただし、4U 0142+61 の 3 回目のみ ToO(Target of Opportunity) 観測であるため、やや観測時間が短い。解析に入る前に、各観測間でのスペクトルの変動の有無を確認するため、検出器応答を解いた νF_ν プロットを作成して比較した (図 5.1)。図 5.1 より、4U 0142+61、1RXS J1708-4009

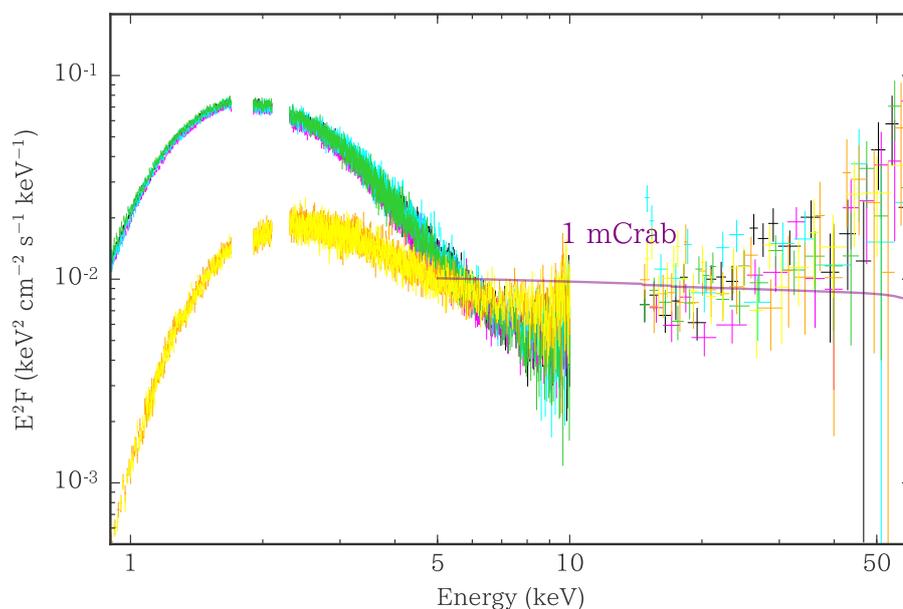


図 5.1. 4U 0142+61 と 1RXS J1708-4009 の XIS と HXD-PIN の検出器応答を解いたスペクトル。重なっているが、黒、マゼンタ、シアン、緑の十字はそれぞれ 4U 0142+61 の 1 ~ 4 観測目を、オレンジと黄色の十字はそれぞれ 1RXS J1708-4009 の 1, 2 観測目を表す。紫色の実線は光子指数 2.1、明るさ 1 mCrab のべき関数モデルである。

共に異なる観測間でのスペクトルの変動はみられないことが分かった。

5.1 4U 0142+61

5.1.1 XIS 時間平均スペクトル

Obs 1、Obs 2、Obs 3 については XIS0 と XIS3 のスペクトルを足し合わせたが、Obs 4 については XIS0 が 1/8 Window で観測されており、ソース領域として半径 3 分角の円を取ることができなかったため、条件を同じにするため XIS3 のみのスペクトルを解析した。また、 ~ 1 keV 以下で吸収が強くみられたため < 0.9 keV の領域を除き、すぎくで明るい天体を観測する際、応答関数のズレによる系統誤差が存在する 1.7–1.9 keV、2.1–2.3 keV の領域を除いた。系統誤差に対しては過去にも多くの研究で同様の対処が取られている (e.g. Yamada et al. 2009 [51])。4U 0142+61 のエネルギースペクトルは図 5.1 より、典型的なマグネターの定常放射と同様、星表面の温度に応じた熱的成分と高エネルギー側の硬いべき成分から構成されている。スペクトルからベースラインを定めるため、以下の 3 種類のモデルを適用した。

- (a) 星間吸収 * 2 温度黒体放射 モデル $\text{tbabs}*(\text{bbodyrad}+\text{bbodyrad})$
- (b) 星間吸収 * (1 温度黒体放射 + べき関数) モデル $\text{tbabs}*(\text{bbodyrad}+\text{powerlaw})$
- (c) 星間吸収 * (2 温度黒体放射 + べき関数) モデル $\text{tbabs}*(\text{bbodyrad}+\text{bbodyrad}+\text{powerlaw})$

いずれのモデルにおいても、星間吸収には tbabs を使用した。まず、XIS の領域で支配的な熱的成分に合わせるため (a) の 2 温度黒体放射モデルでフィッティングを行ったところ、 $kT \sim 0.4, 0.9$ keV のベストフィットを得た。しかし、 > 7 keV でべき成分の入り込みがあり、残差が大きく残っており、そのためフィット結果も $\chi^2/\nu = 1.8 \sim 2.7$ と良くない。そこで、べき関数を加え、熱的成分を 1 温度で表した (b) のモデルを適用した結果、 $kT \sim 0.4$ keV フィット結果は $\chi^2/\nu = 1.2 \sim 1.5$ と改善したが、依然として > 7 keV にエクセスが残ってしまった。さらに、温度成分を 2 つにした (c) のモデルでフィッティングを行ったところ、フィット結果は $\chi^2/\nu = 1.0 \sim 1.2$ とさらに改善し、 > 7 keV のエクセスを合わせることに成功した。(c) のベストフィットパラメータは、黒体放射の温度=0.3 keV、0.5 keV、光子指数 ~ 3 となった。また、 bbodyrad の規格化定数から計算した黒体放射の半径は低温側が 25 km、高温側が 5 km となった。4U 0142+61 の XIS スペクトルと (a)~(c) のそれぞれを当てはめた場合のデータとモデルの残差を図 5.2 に、それぞれのベストフィットパラメータを 5.1 に示す。ベストフィットパラメータにおいても、4 観測の間で大きな変動は確認できない。

(c) のベストフィットモデルをベースラインとして、§3.5 の方法でモンテカルロ法によりスペクトル全体に対して輝線・吸収線の探査を行った結果、数カ所で 4σ に到達する構造が確認された (図 5.3)。マグネターの X 線スペクトルは自転周期に応じたパルス位相に強く依存し、輝線や吸収線もそれによって異なることが予想されるため、構造が有意である場合にはパルス周期で分割することで構造がより強く現れることが予想される。そこで、次にパルス周期を求め、スペクトルを位相分けして同様の探査を行った。

5.1.2 周期解析

clean イベントファイルにバリセントリック補正を加えたイベントファイルから X 線パルスの周期を求めた。XIS については、Obs 1 の XIS0,1,3、Obs 2 の XIS0,1,3、Obs 3 の XIS3、Obs 4 の XIS0,1,3 のイベントをそれぞれ合わせ、エネルギー領域は 0.5–10 keV を使用した。

先行研究では 4U 0142+61 のパルス周期 $P \sim 8.6$ s、周期減衰率 $\dot{P} \sim 2 \times 10^{-12} \text{ s s}^{-1}$ とされている

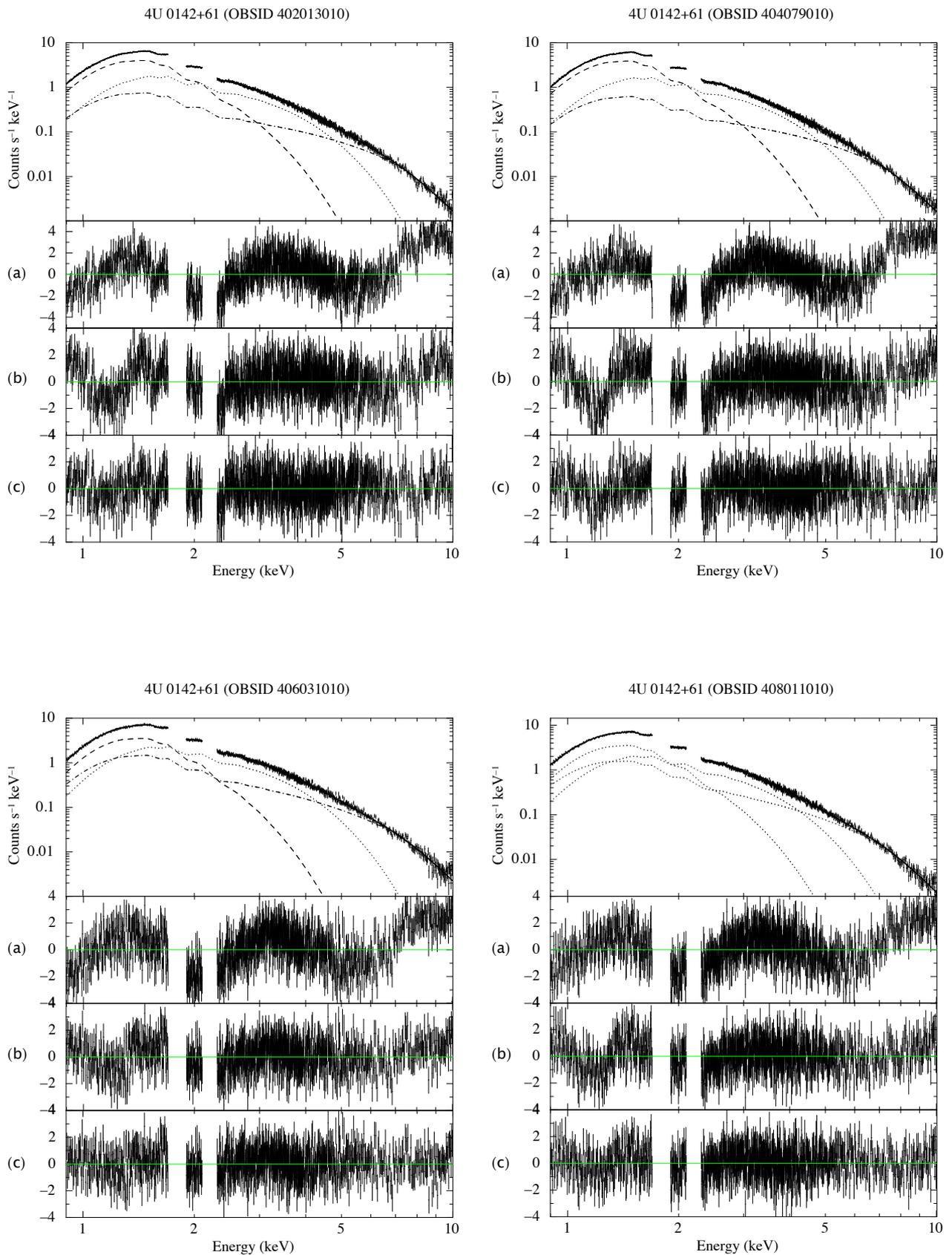


図 5.2. 4U 0142+61 の XIS スペクトルのフィット結果。4 枚の図は Obs 1(左上)、Obs 2(右上)、Obs 3(左下)、Obs 4(右下) のである。それぞれ上段はバックグラウンドを差し引き、検出器応答をかけた後のスペクトルで、十字はエラーを表す。実線は (c) のベストフィットモデル、3 本の曲線はモデルの各要素であり、ダッシュラインとドットラインはそれぞれ 2 つの温度の $bbodyrad$ 、ダッシュドットラインは $powerlaw$ の寄与を表す。2 段目以下の (a)、(b)、(c) はそれぞれ対応するモデルでフィットした際のデータとの残差を表す。

表 5.1. 4U 0142+61 の XIS 時間平均スペクトルに対するベストフィットパラメータ。

Model	Parameter	Obs 1	Obs 2	Obs 3	Obs 4
(a)	n_H (10^{22} cm $^{-2}$)	0.52	0.54	0.53	0.50 ± 0.01
	kT_L (keV)	0.389	0.381	0.387	0.393 ± 0.002
	* R_{BB}^L (km)	14.9	15.3	14.9	14.5 ± 0.2
	kT_H (keV)	0.942	0.920	0.928	0.970 ± 0.02
	* R_{BB}^H (km)	1.0	1.0	1.1	$0.91^{+0.05}_{-0.04}$
	χ^2/ν	3082/1221	3251/1222	2113/1027	1935/1064
(b)	n_H (10^{22} cm $^{-2}$)	1.05 ± 0.01	1.10 ± 0.01	1.13 ± 0.02	1.03 ± 0.02
	kT (keV)	$0.409^{+0.003}_{-0.002}$	0.403 ± 0.003	0.427 ± 0.005	0.407 ± 0.003
	* R_{BB} (km)	9.7 ± 0.2	9.5 ± 0.3	7.9 ± 0.4	10.0 ± 0.3
	Γ	3.87 ± 0.02	3.93 ± 0.02	3.96 ± 0.03	3.87 ± 0.03
	K_{PL}	0.25 ± 0.01	0.27 ± 0.01	0.31 ± 0.02	0.25 ± 0.01
	χ^2/ν	1838/1221	1840/1222	1236/1027	1284/1064
(c)	n_H (10^{22} cm $^{-2}$)	$0.69^{+0.03}_{-0.02}$	0.72 ± 0.02	0.81 ± 0.04	0.74 ± 0.04
	kT_L (keV)	0.305 ± 0.007	0.299 ± 0.006	0.269 ± 0.010	0.299 ± 0.011
	* R_{BB}^L (km)	$22.1^{+0.9}_{-0.8}$	$23.6^{+1.0}_{-0.8}$	$28.7^{+2.6}_{-2.1}$	$21.9^{+1.6}_{-1.3}$
	kT_H (keV)	$0.540^{+0.015}_{-0.014}$	$0.540^{+0.014}_{-0.013}$	$0.507^{+0.015}_{-0.014}$	$0.507^{+0.020}_{-0.017}$
	* R_{BB}^H (km)	4.9 ± 0.4	$4.8^{+0.4}_{-0.3}$	$6.1^{+0.5}_{-0.4}$	$5.7^{+0.7}_{-0.6}$
	Γ	2.6 ± 0.2	2.5 ± 0.2	2.9 ± 0.2	3.0 ± 0.2
	K_{PL}	97^{+17}_{-14}	93^{+14}_{-12}	148^{+23}_{-21}	131^{+32}_{-28}
	χ^2/ν	1447/1219	1369/1220	1093/1025	1135/1062
Flux@0.9–10 keV (10^{-10} erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$)	$1.3434^{+0.0006}_{-0.0304}$	$1.269^{+0.001}_{-0.029}$	$1.3448^{+0.0002}_{-0.0538}$	$1.3469^{+0.0001}_{-0.0379}$	

表中の誤差は全て 90% の信頼区間。ただし $\chi^2/\nu > 2.0$ のものについては誤差を計算していない。

* 天体までの距離を 5 kpc と仮定した場合の黒体放射の半径。

[10]。powspec を用いてパワースペクトルを作成し、付近にピークが現れるかを調べた。Obs 1–4 の全てで 0.115 Hz の周波数にピークが得られた。これは ~ 8.69 秒に相当するため、先行研究と矛盾しない。なお、HXD-PIN の 12–60 keV についてもパワースペクトルを作成したが、XIS 領域と比べて信号が弱く、バックグラウンドの影響が大きいためか、ピークは確認できなかった (図 5.5)。以降、統計の良い XIS のデータを用いて周期を定める。

efsearch を用いて XIS のピリオドグラムを作成し、周期の精度を上げていった。図 5.30 は周期分解能 2×10^5 s でのピリオドグラムである。これより、4U 0142+61 の 4 観測の周期はそれぞれ、8.68879 s、8.68891 s、8.68902 s、8.68913 s と求まった。4 点を直線で結ぶと図 5.7 のように $\dot{P} = 1.793 \times 10^{-12}$ s s $^{-1}$ の直線上にのった。 \dot{P} の値も先行研究とおおよそ一致した。ここで、表 5.2 に以下で使用する周期解析の結果をまとめる。

表 5.2 の周期で畳み込んだライトカーブを図 5.8 に示す。畳み込みのライトカーブを作成する際、周期減衰率は先行研究の値 $\dot{P} = 2 \times 10^{-12}$ s s $^{-1}$ [10] としたが、 $\dot{\nu}$ の項を考慮していないため、2 観測で位相のずれが生じていた。そこで、ライトカーブのオフセット t_{Epoch} を調節して位相を揃えた。

図 5.8 より、 t_{Epoch} を調節した後の畳み込みのライトカーブは 4 観測でほぼ同じ形を示すことが分かった。1 PHASE 中に 2 つのピークが確認できる。0.5–4 keV の低エネルギー側では PHASE 0.6、0.9 にピークが見られるが、高エネルギー側では PHASE 0.9 のピークはそのまま残るが、PHASE 0.6 のピークは

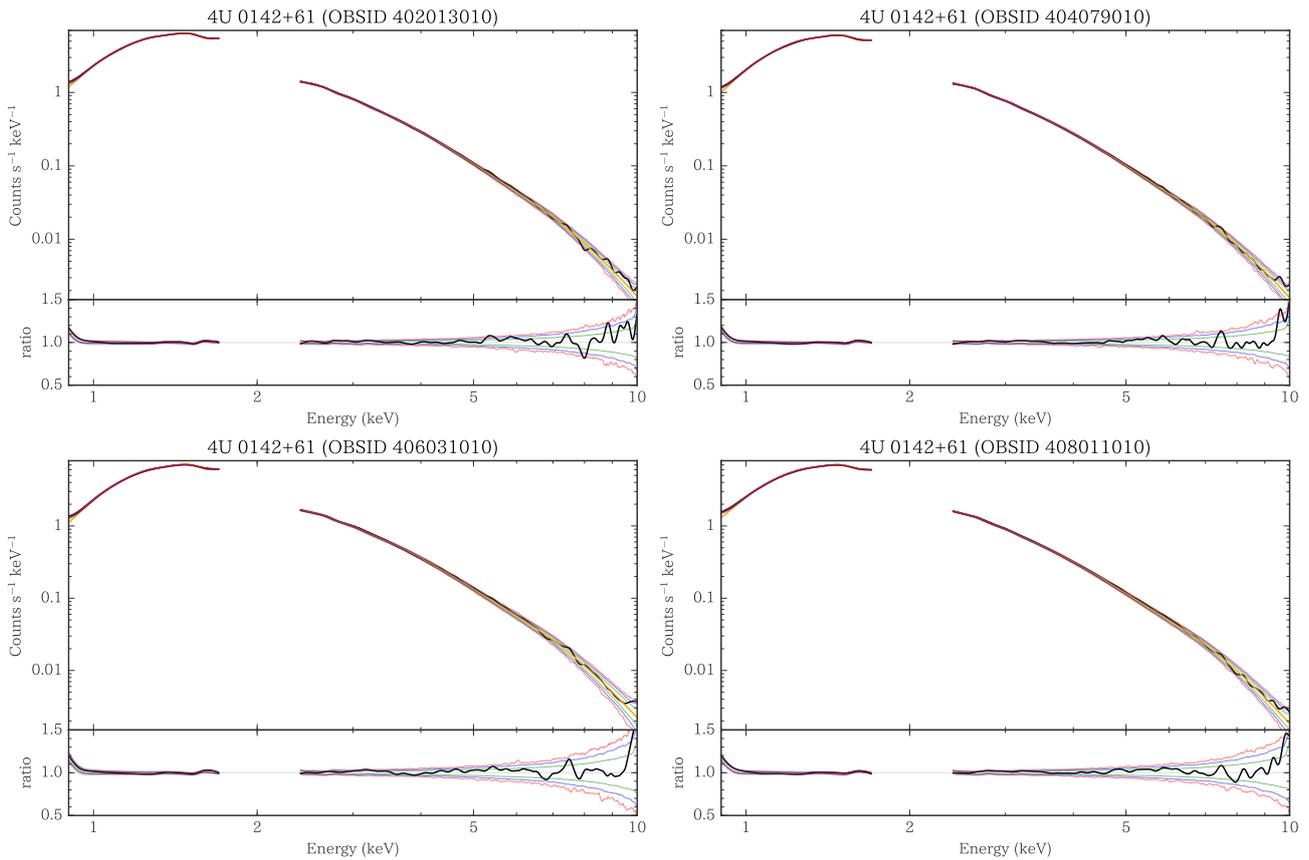


図 5.3. 4U 0142+61 の XIS 時間平均スペクトルに対するモンテカルロシミュレーションの結果。4 枚の図は Obs 1(左上)、Obs 2(右上)、Obs 3(左下)、Obs 4(右下) の結果である。それぞれ上段の緑の実線は連続成分のベストフィットモデル、黒の実線は元の PI に畳み込みのフィルターをかけたもの、緑、青、赤の実線はそれぞれ 2、3、4 σ の有意度領域を表す。下段はそれらと連続成分のベストフィットモデルとの比である。

表 5.2. 4U 0142+61 の周期のまとめ。

	t_{Epoch}^* (MJD)	Period (s)
Obs 1	54325.000084474348	8.68879
Obs 2	55055.000022627370	8.68891
Obs 3	55811.000032181557	8.68902
Obs 4	56504.000091517457	8.68913

* ライトカーブの作成に使用したオフセットの値。

0.2 PHASE 程早く現れている。

5.1.3 XIS 位相分けスペクトル

clean イベントにバリセントリック補正をかけたイベントファイルから位相を等間隔に 5 等分して切り出し、それぞれのスペクトルから時間平均の場合と同様の領域を切り出し、スペクトルを抽出した。スペクトル解析にあたり、XIS0 と XIS3 のスペクトルを足し合わせている。以下では (I)PHASE 0–0.2、(II)PHASE 0.2–0.4、(III)PHASE 0.4–0.6、(IV)PHASE 0.6–0.8、(V)PHASE 0.8–1.0 とする。(I)~(V) の 0.9–10 keV のスペクトルに対して (c) のモデルでフィッティングを行った結果が図 5.9~ 図 5.12 で

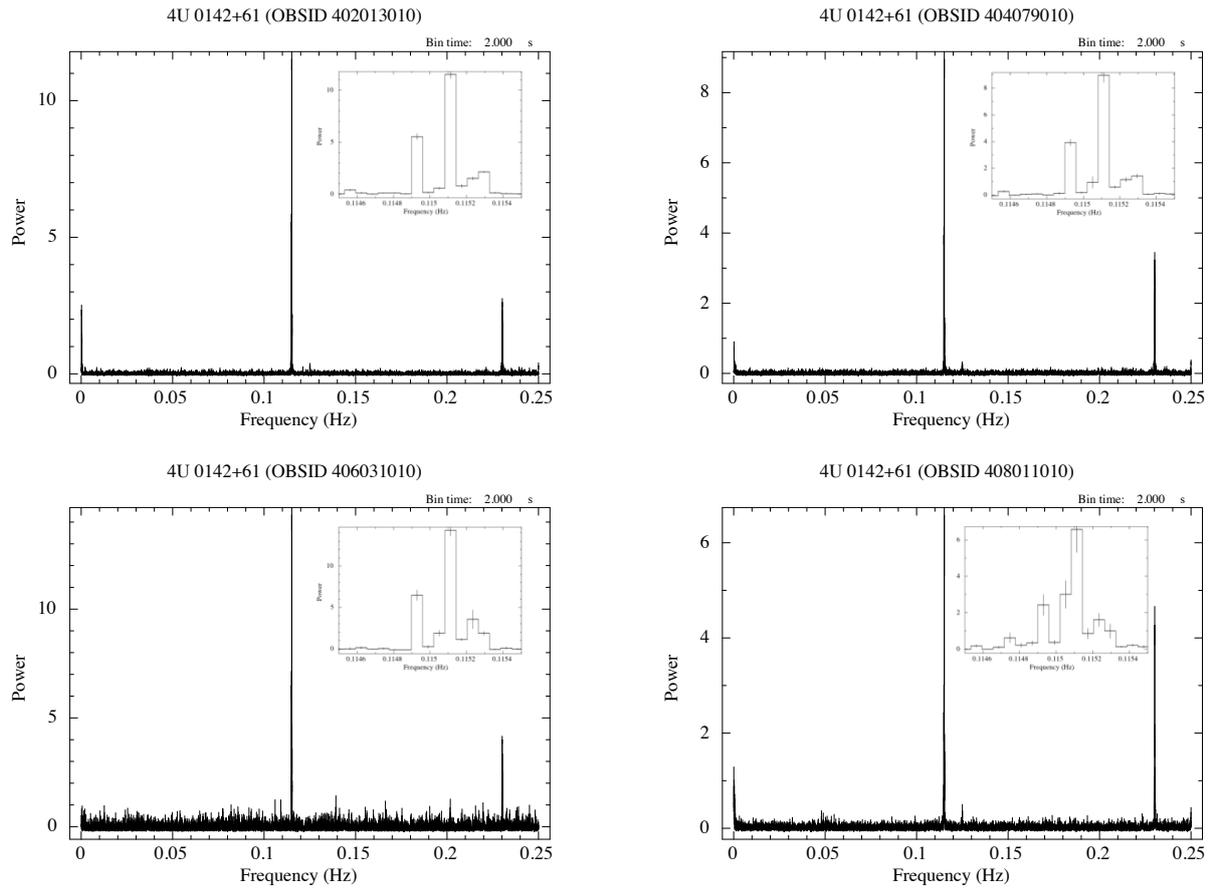


図 5.4. 4U 0142+61 の XIS0.5–10 keV のパワースペクトル。Obs 1(左上)、Obs 2(右上)、Obs 3(左下)、Obs 4(右下) である。0.115 Hz にメインのピーク、その倍数值に 2 番目のピークがみられる。

ある。

また、(I)~(V) における (c) のベストフィットパラメータとその誤差を図 5.13~ 図 5.16 に示す。Obs 3 は観測時間が短いためエラーが大きくなっているが、おおむね $\chi^2/\nu < 1.2$ であり、フィッティングは成功しているといえる。しかし、星間吸収係数 n_H は星の自転やパルス周期に依存しない係数であると予想されるため、 n_H を時間平均スペクトルのベストフィットの値に固定した上で、再度位相ごとのパラメータの変化を調べた。その結果が図 5.19~ 図 5.19 である。今回の結果では観測間でパラメータの変化の仕方が異なり (例えば、(III) から (IV) にかけて Obs 1 では Γ が減少しているのに対して Obs 2 では増加している、など)、パルス位相とパラメータ関係性を導くことはできなかった。

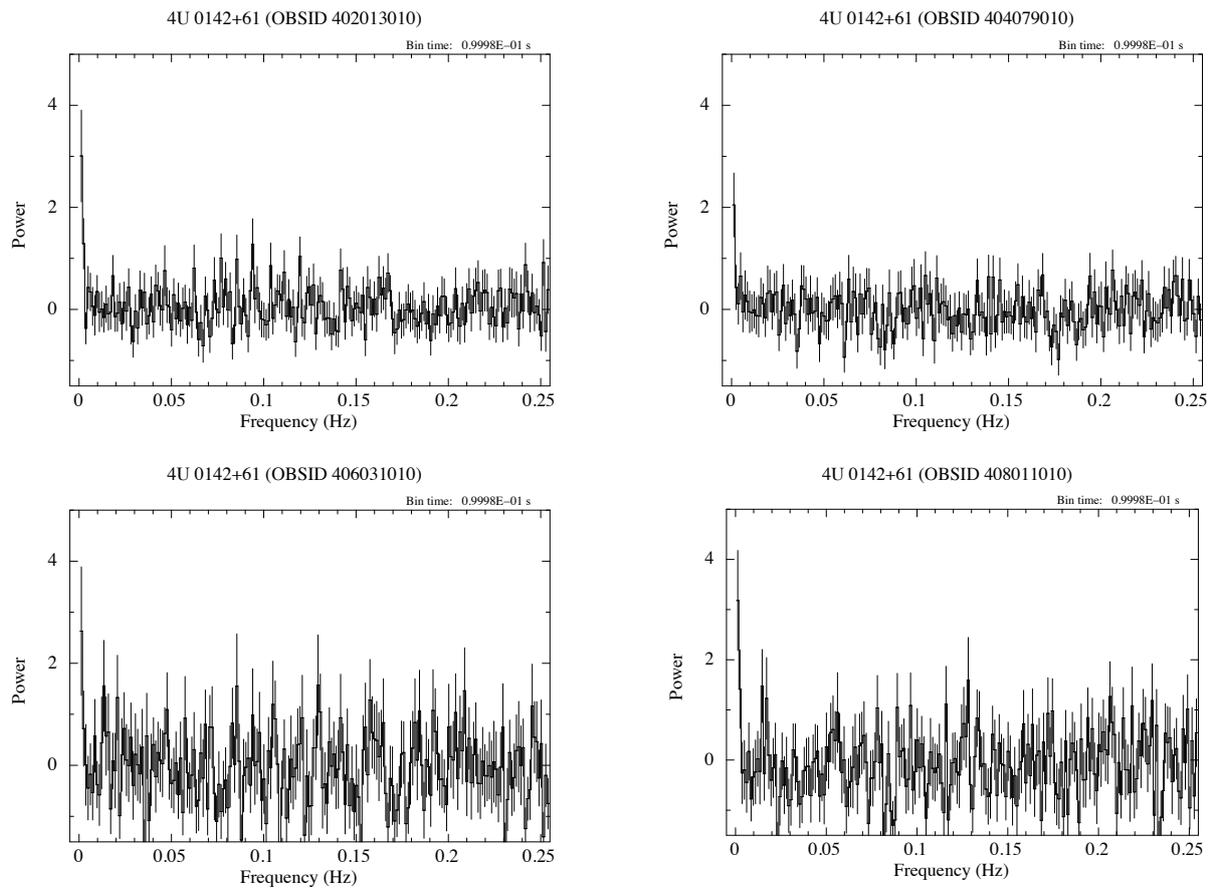


図 5.5. 4U 0142+61 の PIN12-60 keV のパワースペクトル。Obs 1(左上)、Obs 2(右上)、Obs 3(左下)、Obs 4(右下)である。ピークは確認できない。

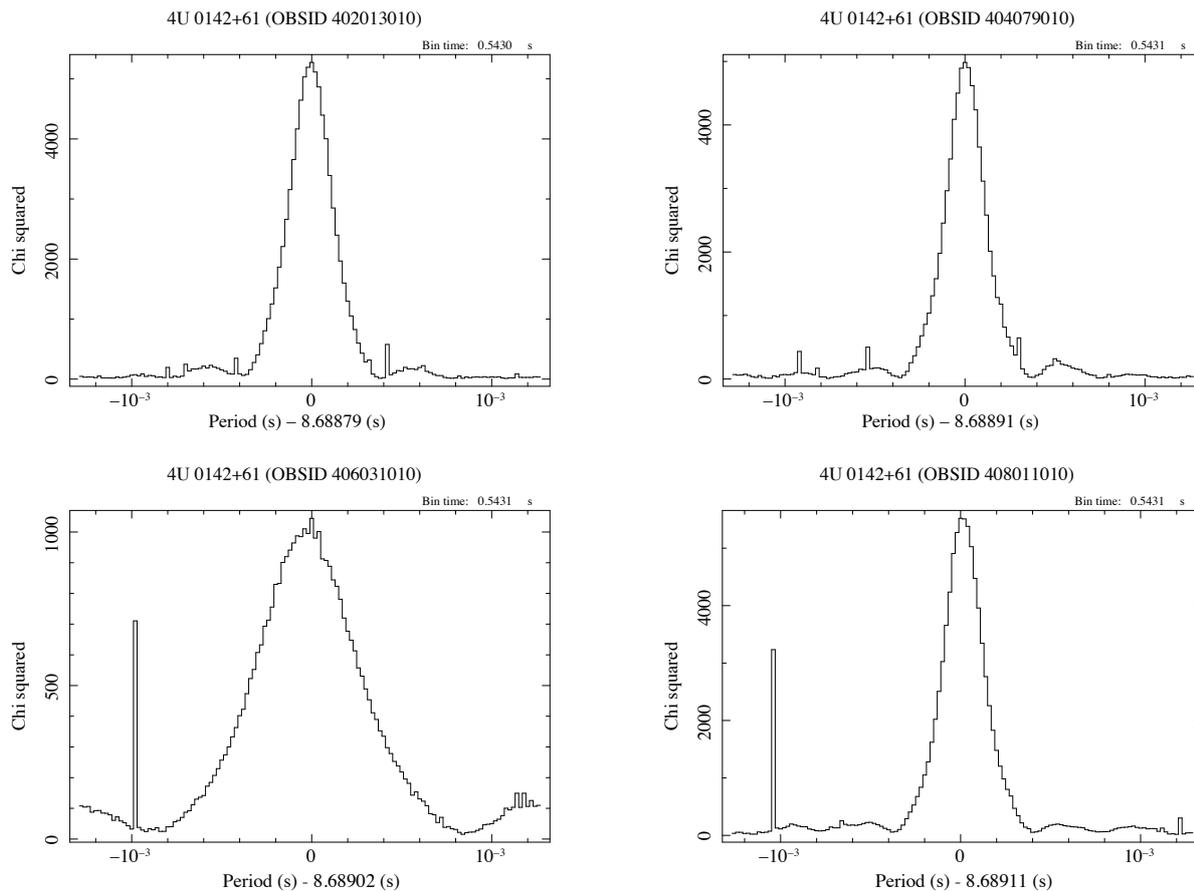


図 5.6. 4U 0142+61 の XIS0.5–10 keV のピリオドグラム。Obs 1(左上)、Obs 2(右上)、Obs 3(左下)、Obs 4(右下) である。それぞれのベストピリオドを中心に、周期分解能 2×10^{-5} s で 128step 表示している。

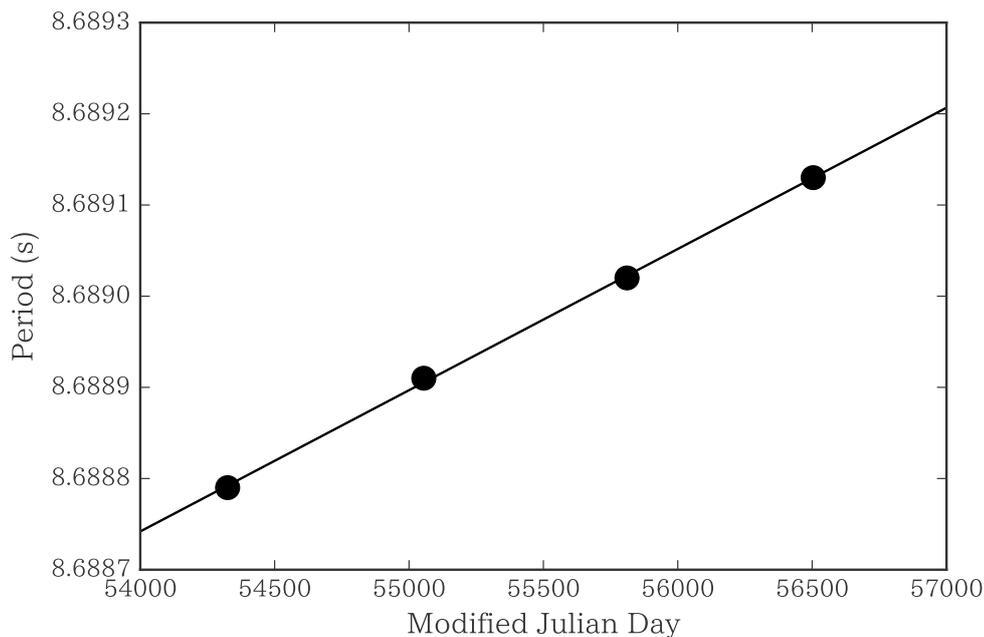


図 5.7. 4U 0142+61 の 4 観測のベスト周期。直線は 4 点の回帰直線であり、傾きは $\dot{P} = 1.793 \times 10^{-12}$ s s⁻¹ である。

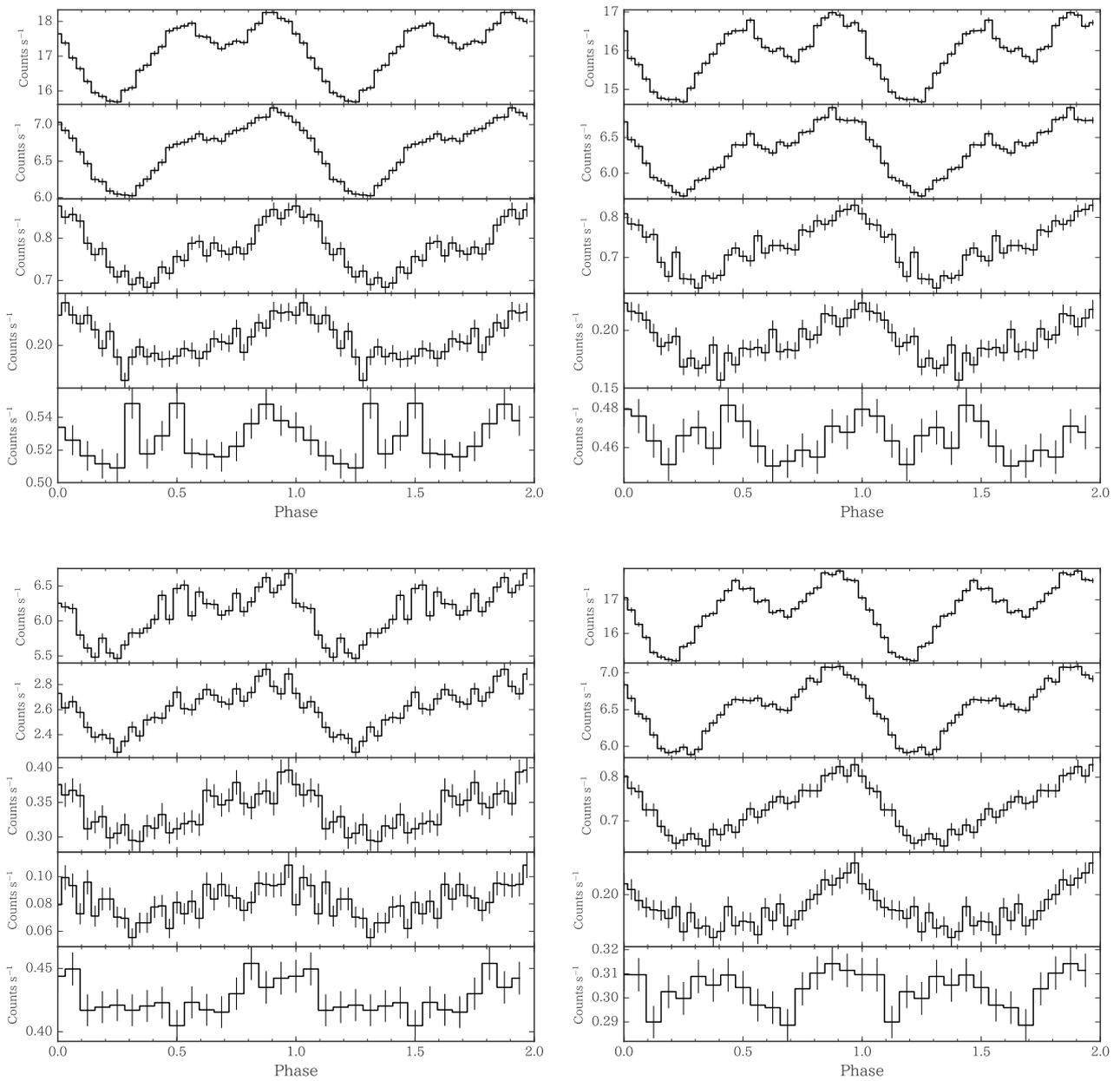


図 5.8. 4U 0142+61 のパルス周期で畳み込んだライトカーブ。Obs 1(左上)、Obs 2(右上)、Obs 3(左下)、Obs 4(右下) である。それぞれ上段から XIS の 0.5–2 keV、2–4 keV、4–6 keV、6–10 keV、HXD-PIN の 12–60 keV を表す。XIS については 1 周期を 32 ビンで、HXD-PIN については 1 周期を 16 ビンで表示している。縦軸は 1 秒あたりの光子数。

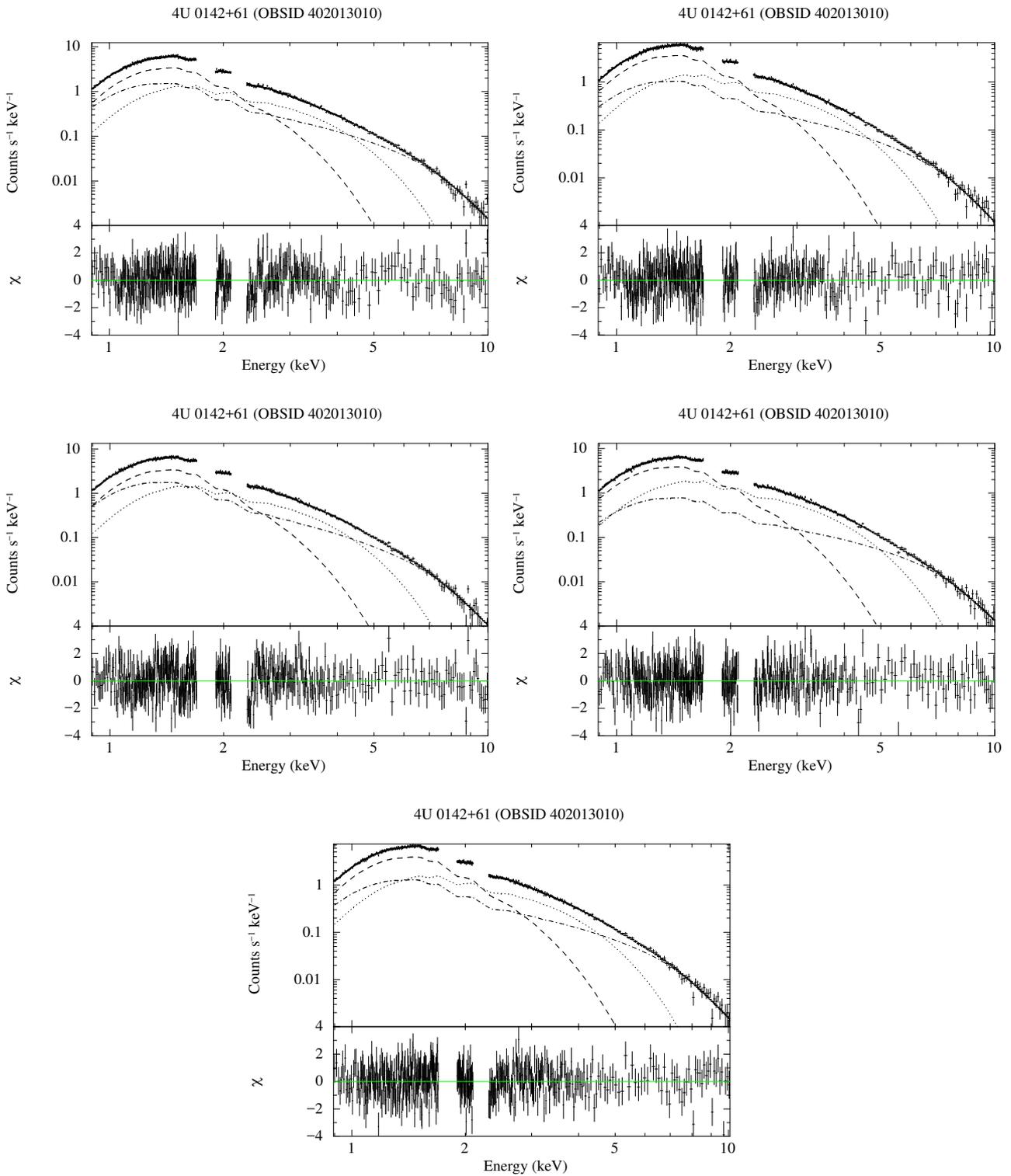


図 5.9. 4U 0142+61 の Obs 1 の XIS 位相分けスペクトルの (c) によるフィット結果。(I)1 段目左、(II)1 段目右、(III)2 段目左、(IV)2 段目右、(V)3 段目である。それぞれの図の上段はバックグラウンドを差し引き、検出器応答をかけた後のスペクトルで、十字はエラーを表す。実線は (c) のベストフィットモデル、3 本の曲線はモデルの各要素であり、ダッシュラインとドットラインはそれぞれ 2 つの温度の `bbodyrad`、ダッシュドットラインは `powerlaw` の寄与を表す。

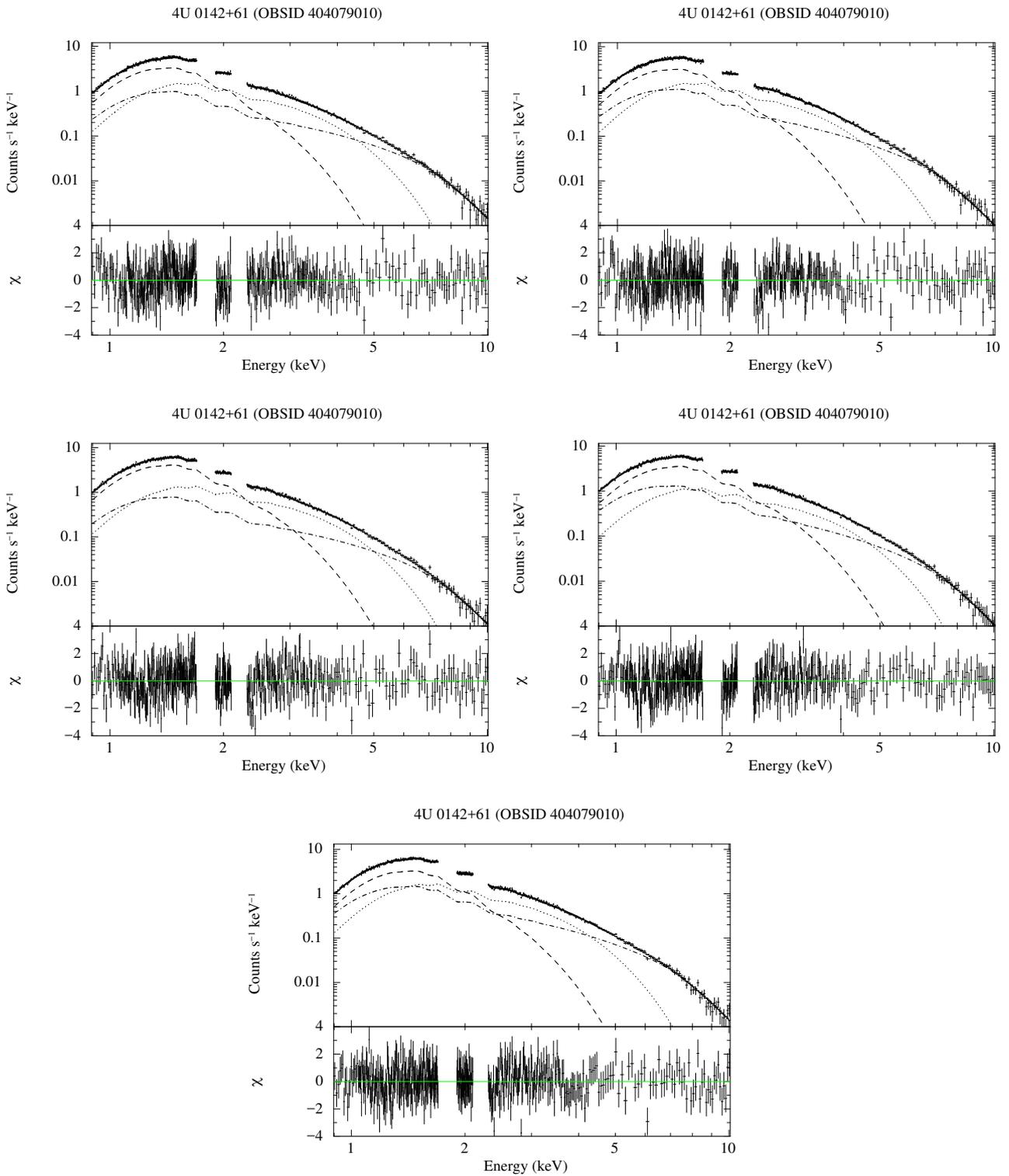


図 5.10. 4U 0142+61 の Obs 2 の XIS 位相分けスペクトルの (c) によるフィット結果。(I)1 段目左、(II)1 段目右、(III)2 段目左、(IV)2 段目右、(V)3 段目である。それぞれの図の上段はバックグラウンドを差し引き、検出器応答をかけた後のスペクトルで、十字はエラーを表す。実線は (c) のベストフィットモデル、3本の曲線はモデルの各要素であり、ダッシュラインとドットラインはそれぞれ2つの温度の `bbodyrad`、ダッシュドットラインは `powerlaw` の寄与を表す。

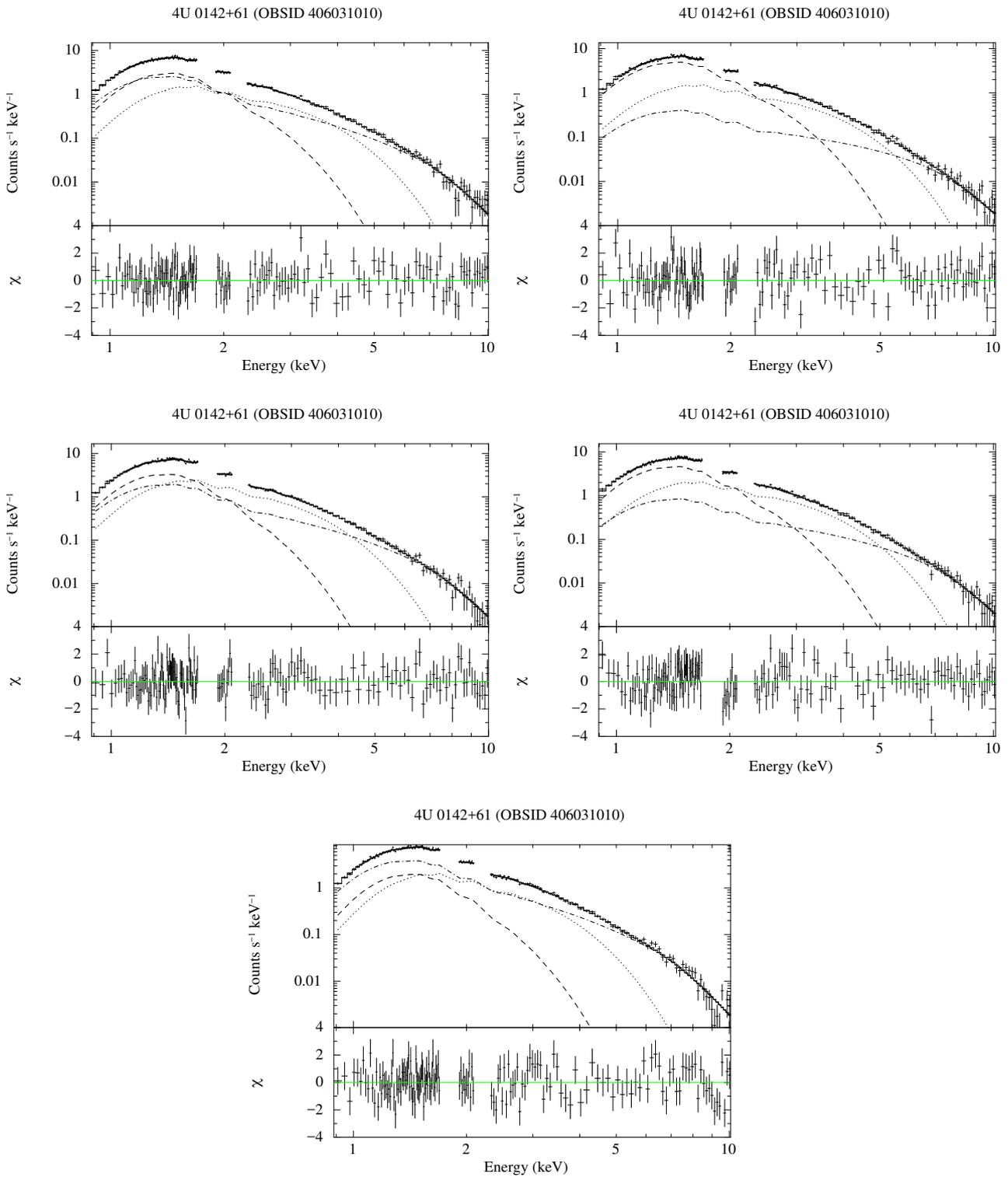


図 5.11. 4U 0142+61 の Obs 3 の XIS 位相分けスペクトルの (c) によるフィット結果。(I)1 段目左、(II)1 段目右、(III)2 段目左、(IV)2 段目右、(V)3 段目である。それぞれの図の上段はバックグラウンドを差し引き、検出器応答をかけた後のスペクトルで、十字はエラーを表す。実線は (c) のベストフィットモデル、3 本の曲線はモデルの各要素であり、ダッシュラインとドットラインはそれぞれ 2 つの温度の `bbodyrad`、ダッシュドットラインは `powerlaw` の寄与を表す。

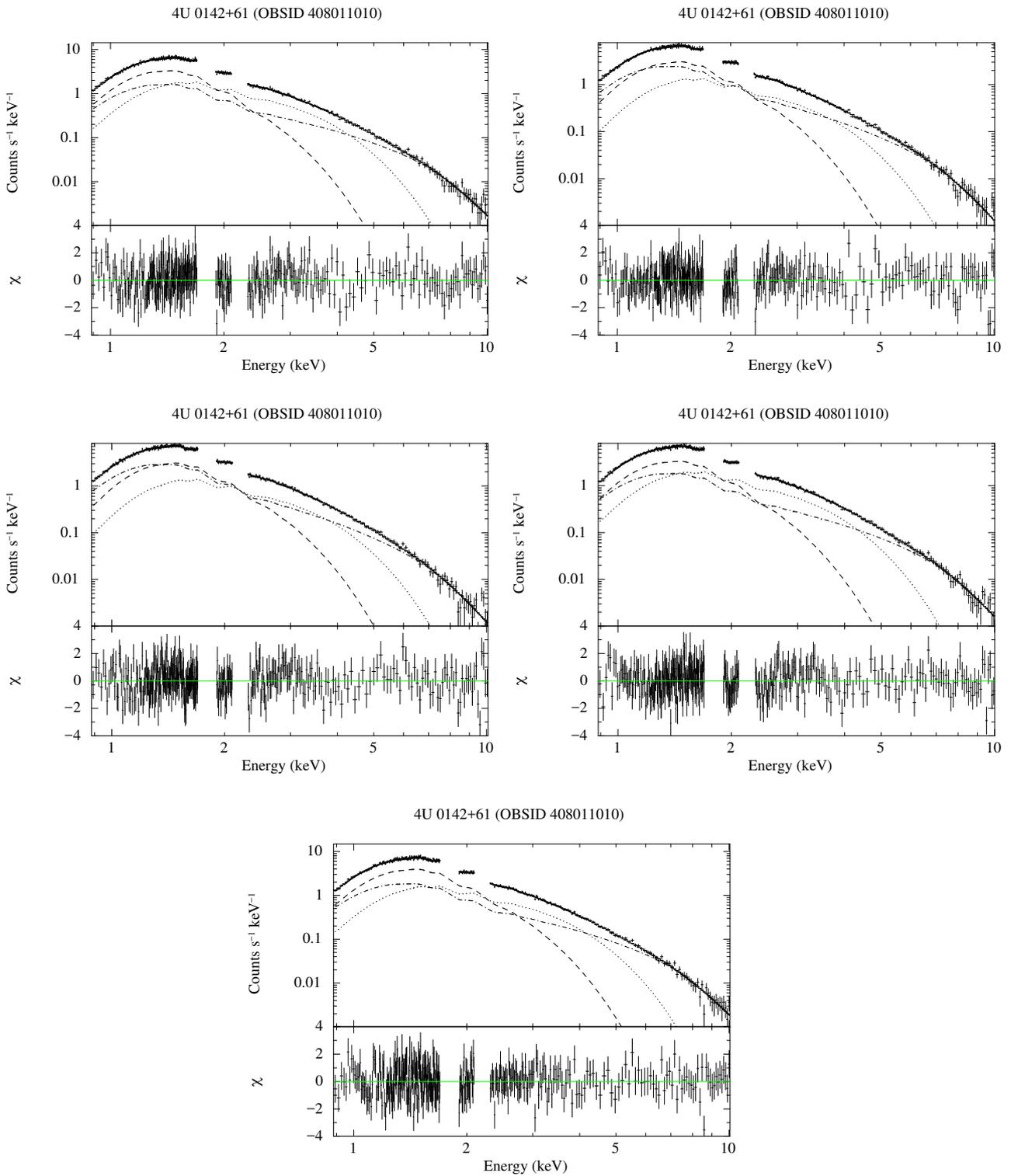


図 5.12. 4U 0142+61 の Obs 4 の XIS 位相分けスペクトルの (c) によるフィット結果。(I)1 段目左、(II)1 段目右、(III)2 段目左、(IV)2 段目右、(V)3 段目である。それぞれの図の上段はバックグラウンドを差し引き、検出器応答をかけた後のスペクトルで、十字はエラーを表す。実線は (c) のベストフィットモデル、3 本の曲線はモデルの各要素であり、ダッシュラインとドットラインはそれぞれ 2 つの温度の `bbodyrad`、ダッシュドットラインは `powerlaw` の寄与を表す。

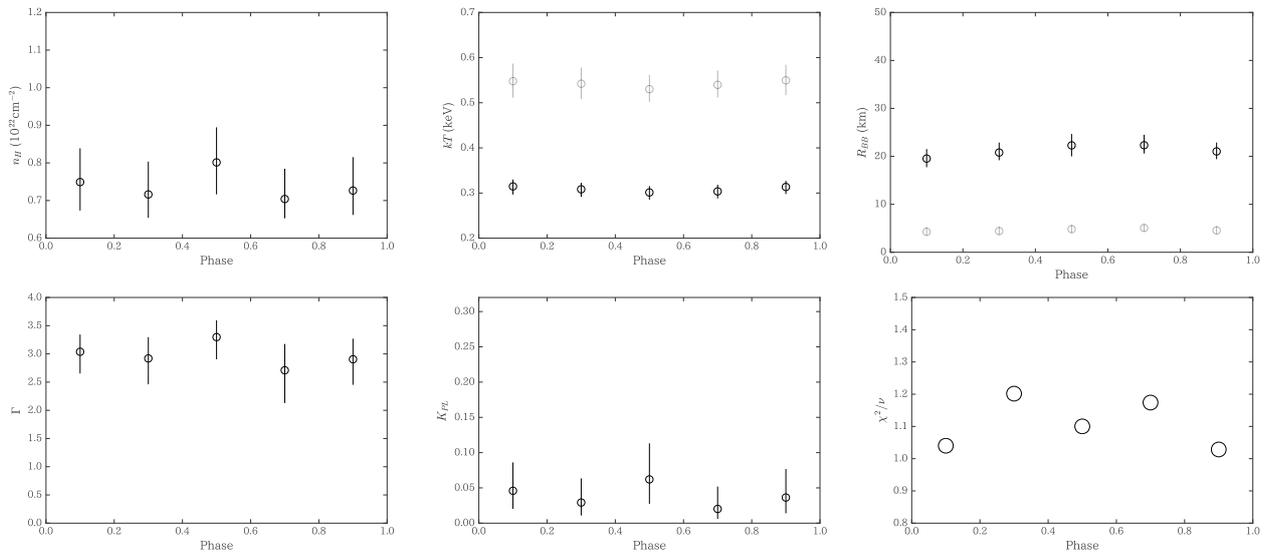


図 5.13. 4U 0142+61 の Obs 1 の XIS 位相分けスペクトルに対する (c) によるベストフィットパラメータ。それぞれ縦軸のラベルは対応するパラメータであり、横軸は (I)~(V) を表す。黒体放射のパラメータ kT と R_{BB} については、黒が低温側、グレーが高温側を表す。下段右の χ^2/ν はモデルの当てはめの良さを表す *reduced* - χ^2 である。

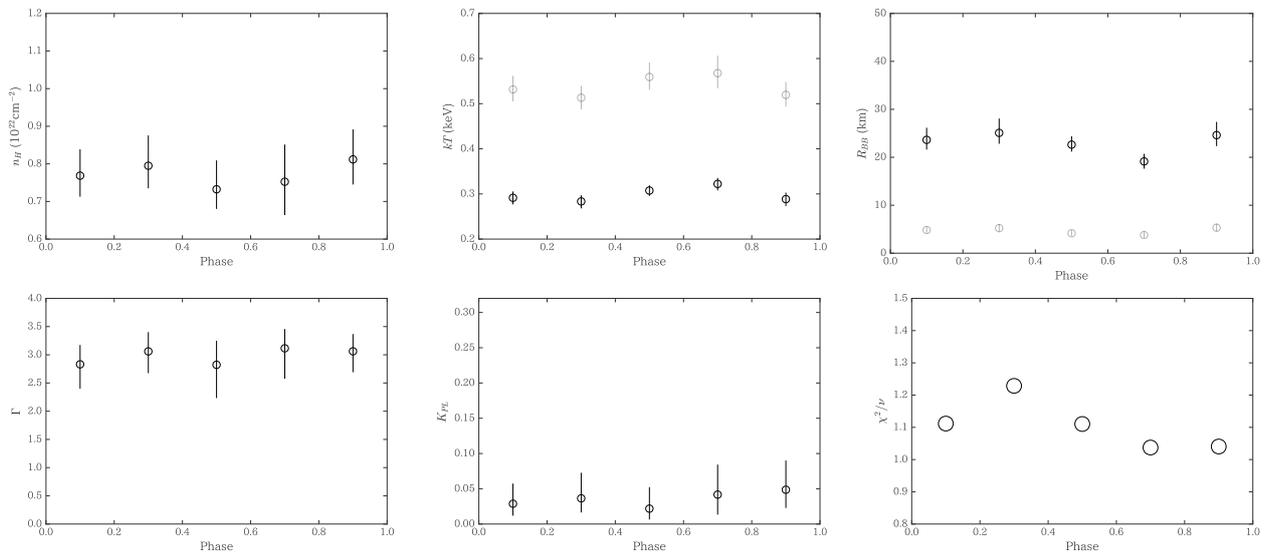


図 5.14. 4U 0142+61 の Obs 2 の XIS 位相分けスペクトルに対する (c) によるベストフィットパラメータ。それぞれ縦軸のラベルは対応するパラメータであり、横軸は (I)~(V) を表す。黒体放射のパラメータ kT と R_{BB} については、黒が低温側、グレーが高温側を表す。下段右の χ^2/ν はモデルの当てはめの良さを表す *reduced* - χ^2 である。

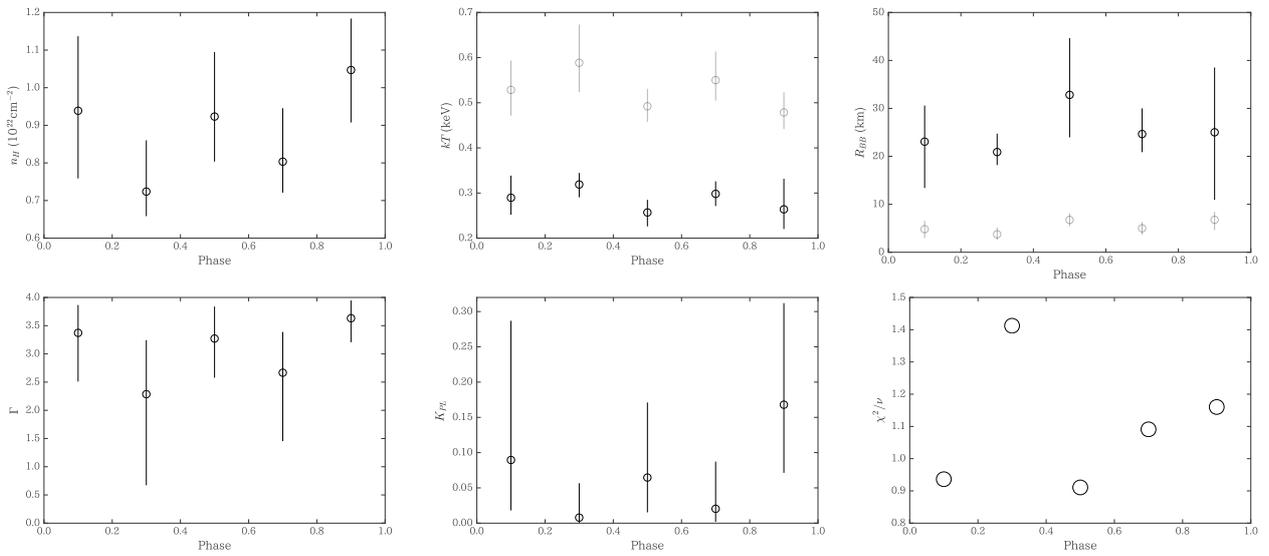


図 5.15. 4U 0142+61 の Obs 3 の XIS 位相分けスペクトルに対する (c) によるベストフィットパラメータ。それぞれ縦軸のラベルは対応するパラメータであり、横軸は (I)~(V) を表す。黒体放射のパラメータ kT と R_{BB} については、黒が低温側、グレーが高温側を表す。下段右の χ^2/ν はモデルの当てはめの良さを表す *reduced* - χ^2 である。

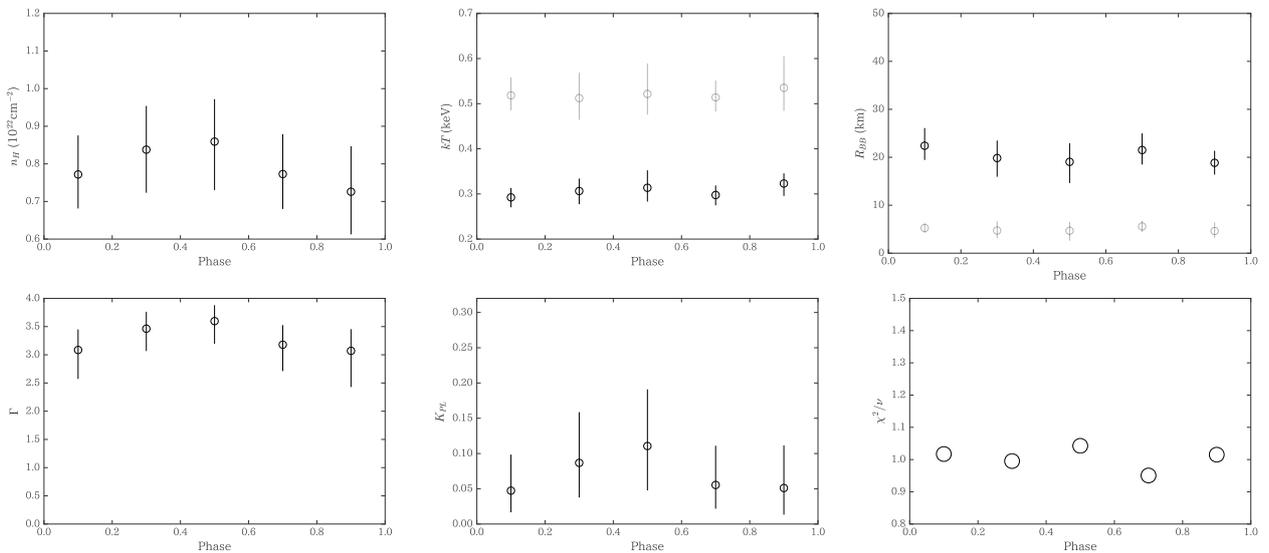


図 5.16. 4U 0142+61 の Obs 4 の XIS 位相分けスペクトルに対する (c) によるベストフィットパラメータ。それぞれ縦軸のラベルは対応するパラメータであり、横軸は (I)~(V) を表す。黒体放射のパラメータ kT と R_{BB} については、黒が低温側、グレーが高温側を表す。下段右の χ^2/ν はモデルの当てはめの良さを表す *reduced* - χ^2 である。

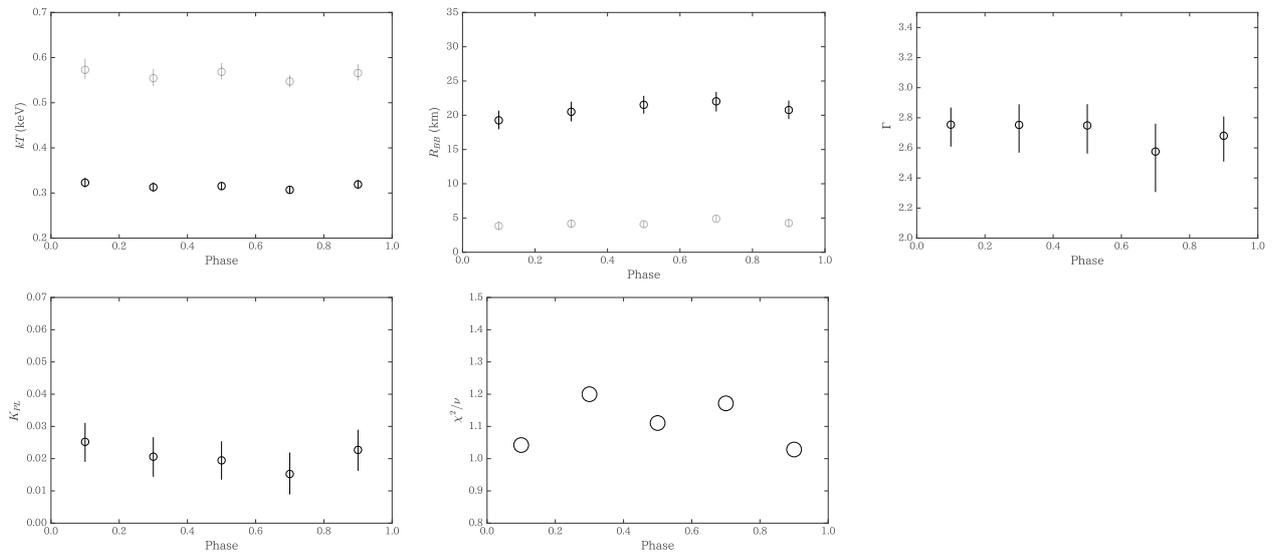


図 5.17. 4U 0142+61 の Obs 1 の XIS 位相分けスペクトルに対する (c) によるベストフィットパラメータ。ただし、tbabs の星間吸収係数 n_H を時間平均スペクトルのベストフィットで固定している。それぞれ縦軸のラベルは対応するパラメータであり、横軸は (I)~(V) を表す。黒体放射のパラメータ kT と R_{BB} については、黒が低温側、グレーが高温側を表す。

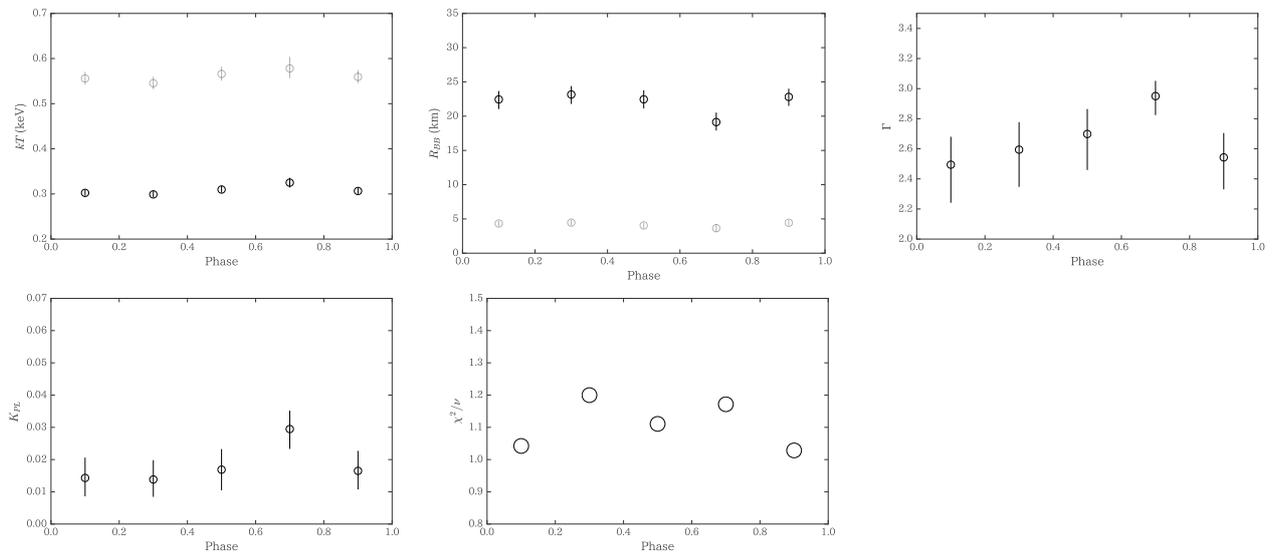


図 5.18. 4U 0142+61 の Obs 2 の XIS 位相分けスペクトルに対する (c) によるベストフィットパラメータ。ただし、tbabs の星間吸収係数 n_H を時間平均スペクトルのベストフィットで固定している。それぞれ縦軸のラベルは対応するパラメータであり、横軸は (I)~(V) を表す。黒体放射のパラメータ kT と R_{BB} については、黒が低温側、グレーが高温側を表す。

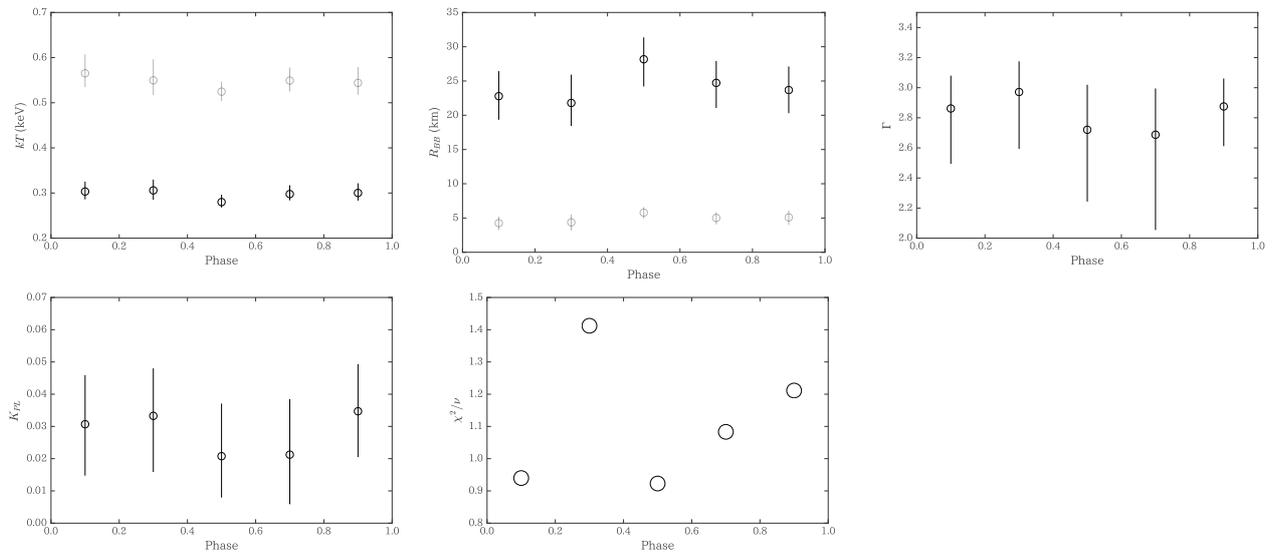


図 5.19. 4U 0142+61 の Obs 3 の XIS 位相分けスペクトルに対する (c) によるベストフィットパラメータ。ただし、tbabs の星間吸収係数 n_H を時間平均スペクトルのベストフィットで固定している。それぞれ縦軸のラベルは対応するパラメータであり、横軸は (I)~(V) を表す。黒体放射のパラメータ kT と R_{BB} については、黒が低温側、グレーが高温側を表す。

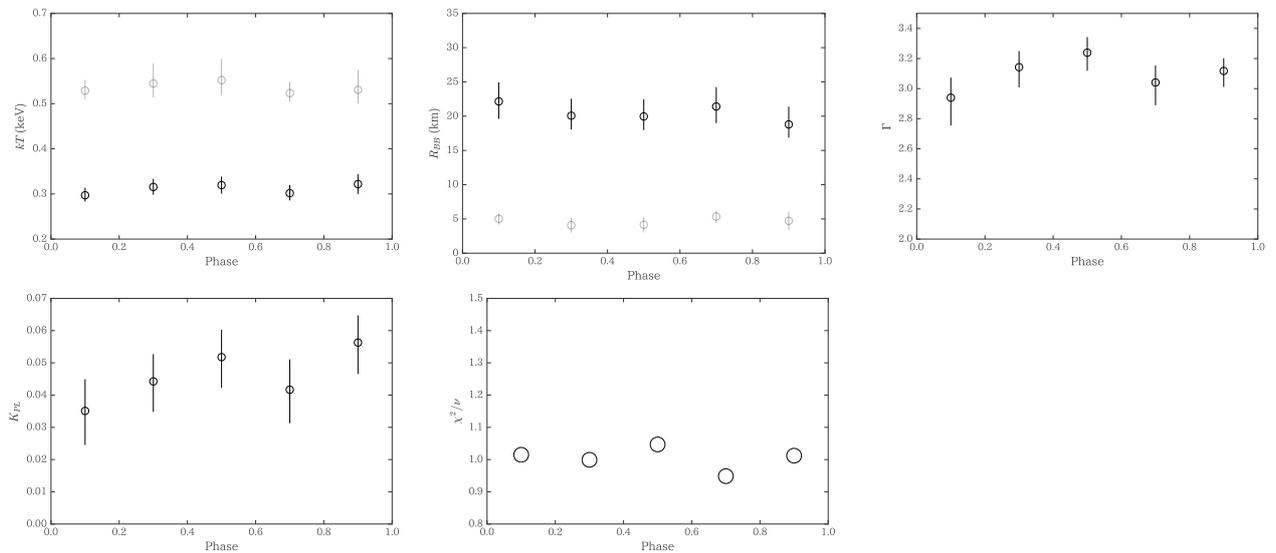


図 5.20. 4U 0142+61 の Obs 4 の XIS 位相分けスペクトルに対する (c) によるベストフィットパラメータ。ただし、tbabs の星間吸収係数 n_H を時間平均スペクトルのベストフィットで固定している。それぞれ縦軸のラベルは対応するパラメータであり、横軸は (I)~(V) を表す。黒体放射のパラメータ kT と R_{BB} については、黒が低温側、グレーが高温側を表す。

n_H を固定せずに得られたベストフィットモデルをベースラインとして、各位相のスペクトルに対して輝線・吸収線の探査を行った。その結果が図 5.21～図 5.24 である。なお、位相を 5 分割しているため、実効的な観測時間は 1/5 となっている。

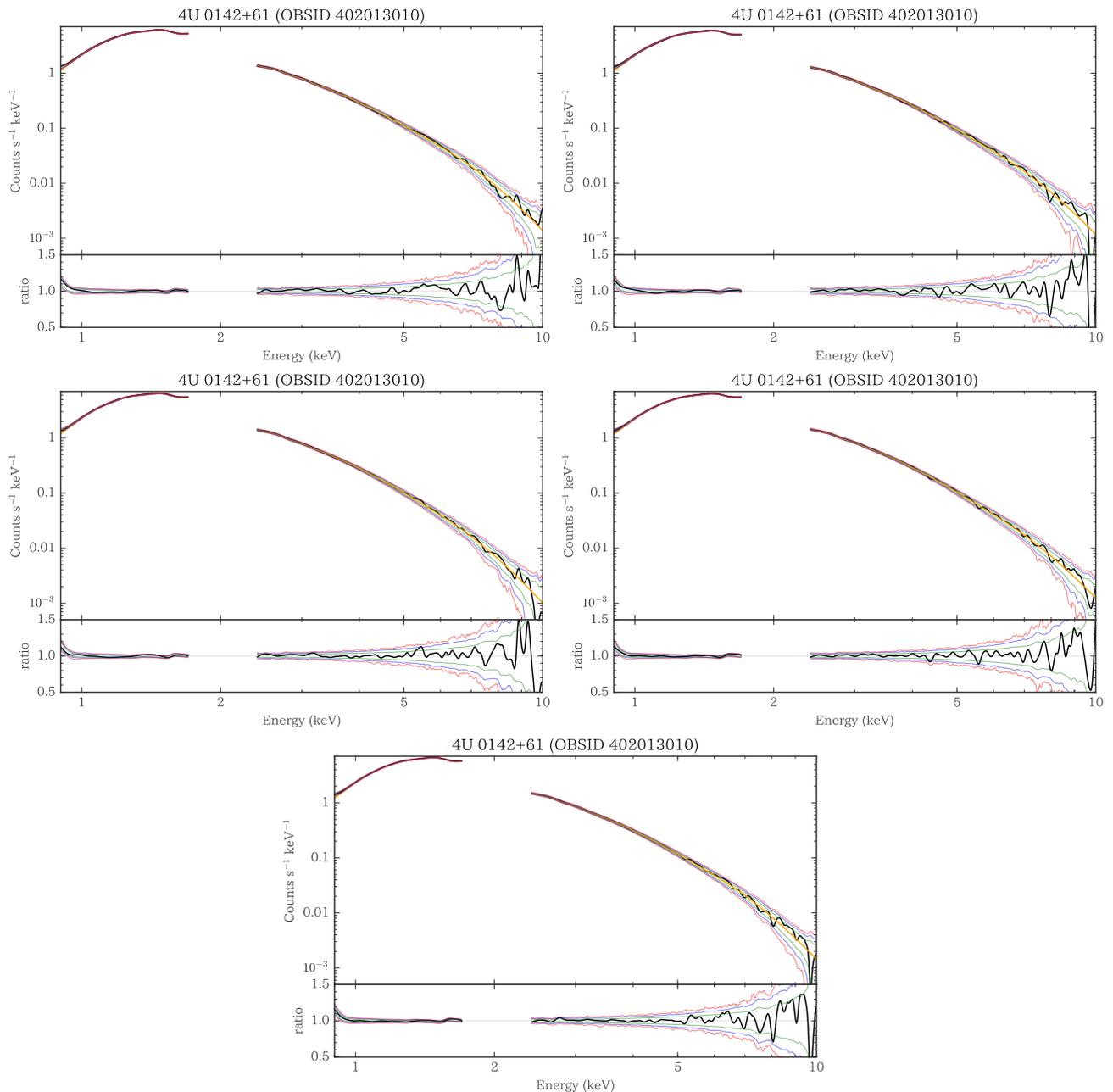


図 5.21. 4U 0142+61 の Obs 1 の XIS 位相分けスペクトルに対するモンテカルロシミュレーションの結果。(I)1 段目左、(II)1 段目右、(III)2 段目左、(IV)2 段目右、(V)3 段目である。それぞれ上段の緑の実線は連続成分のベストフィットモデル、黒の実線は元の PI に畳み込みのフィルターをかけたもの、緑、青、赤の実線はそれぞれ 2、3、 4σ の有意度領域を表す。下段はそれらと連続成分のベストフィットモデルとの比である。

Obs 1-4 の位相分けスペクトルからは 4σ の有意度を超えるような輝線や吸収線は確認できなかった。時間平均スペクトルで 4σ の有意度に到達していた数カ所の構造のいずれも強く現れることはなかった。これは位相に依存する輝線や吸収線が存在しないことを示している。また、複数の観測で同時に検出された構造も存在しなかった。私はこれらの結果から、「すざく」による 4 回の 4U 0142+61 の観測データからは、陽子 CRSF をはじめとする輝線や吸収線は検出されなかったと判断した。

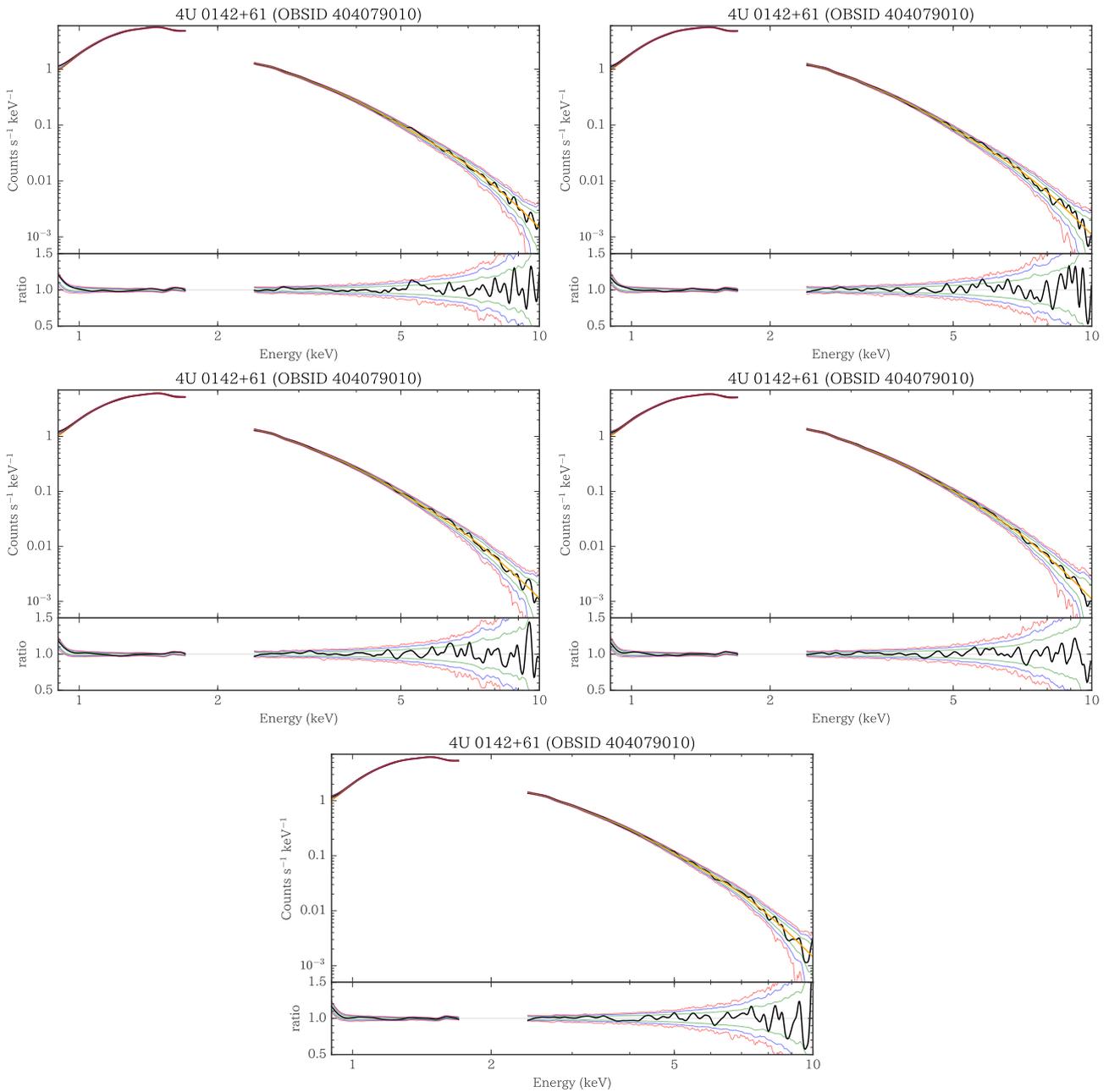


図 5.22. 4U 0142+61 の Obs 2 の XIS 位相分けスペクトルに対するモンテカルロシミュレーションの結果。(I)1 段目左、(II)1 段目右、(III)2 段目左、(IV)2 段目右、(V)3 段目である。それぞれ上段の緑の実線は連続成分のベストフィットモデル、黒の実線は元の PI に畳み込みのフィルターをかけたもの、緑、青、赤の実線はそれぞれ 2、3、 4σ の有意度領域を表す。下段はそれらと連続成分のベストフィットモデルとの比である。

さらに、確認のため、イベントファイルから位相 - エネルギーを軸とするスペクトルの 2 次元ヒストグラムを作成した。図 5.25 では、位相を 100 分割し、エネルギーは 0.5-10 keV の領域を 100 eV 間隔で表示している。光子数の多寡は赤から青のカラーマップで表している。作成にあたり、全イベントからバックグラウンドの時間平均スペクトルの値を 100 等分した値を差し引き、各エネルギービンを時間平均スペクトルの値で規格化している。位相に依存する吸収線が存在する場合は、特定の位相で青色 (輝線の場合は赤色) の直線が現れ、さらに吸収線のエネルギーが位相により変化する場合は図中に青色の曲線が現れる。しかし、図 5.25 からはそのような構造は確認できない。このことは位相に依存する輝線や吸収線が存在しないことの補足となる。

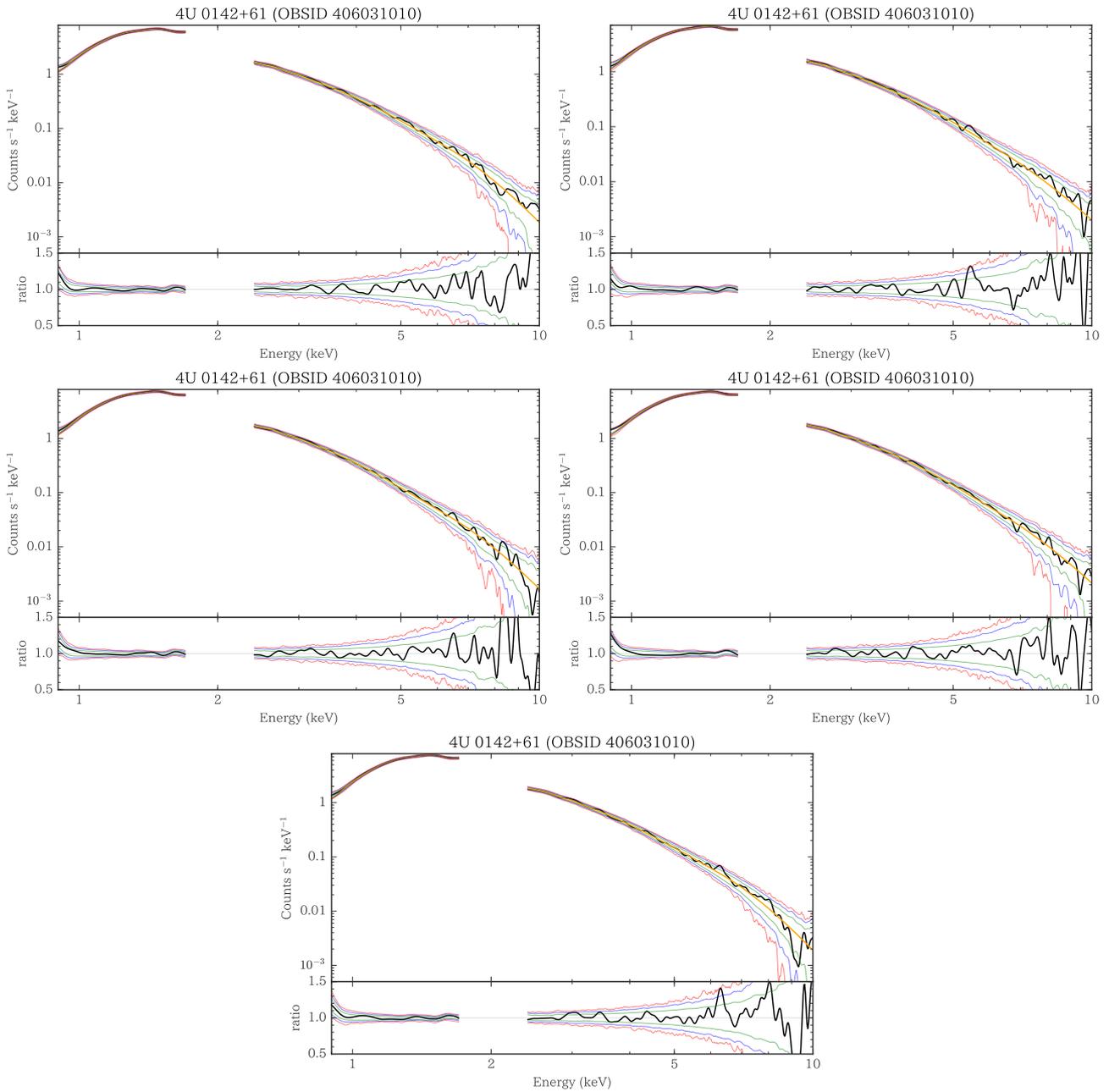


図 5.23. 4U 0142+61 の Obs 3 の XIS 位相分けスペクトルに対するモンテカルロシミュレーションの結果。(I)1 段目左、(II)1 段目右、(III)2 段目左、(IV)2 段目右、(V)3 段目である。それぞれ上段の緑の実線は連続成分のベストフィットモデル、黒の実線は元の PI に畳み込みのフィルターをかけたもの、緑、青、赤の実線はそれぞれ 2、3、 4σ の有意度領域を表す。下段はそれらと連続成分のベストフィットモデルとの比である。

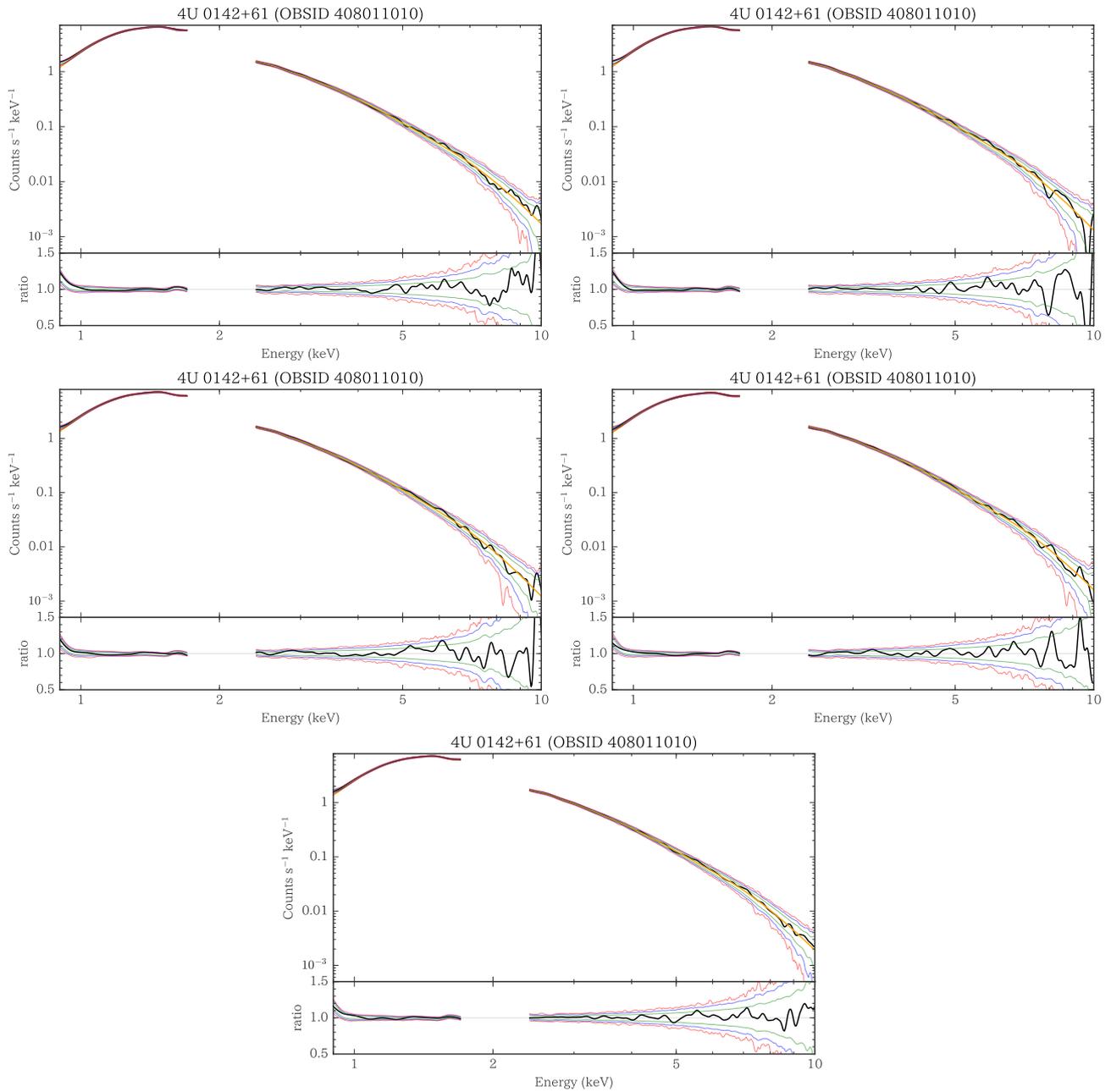


図 5.24. 4U 0142+61 の Obs 4 の XIS 位相分けスペクトルに対するモンテカルロシミュレーションの結果。(I)1 段目左、(II)1 段目右、(III)2 段目左、(IV)2 段目右、(V)3 段目である。それぞれ上段の緑の実線は連続成分のベストフィットモデル、黒の実線は元の PI に畳み込みのフィルターをかけたもの、緑、青、赤の実線はそれぞれ 2、3、 4σ の有意度領域を表す。下段はそれらと連続成分のベストフィットモデルとの比である。

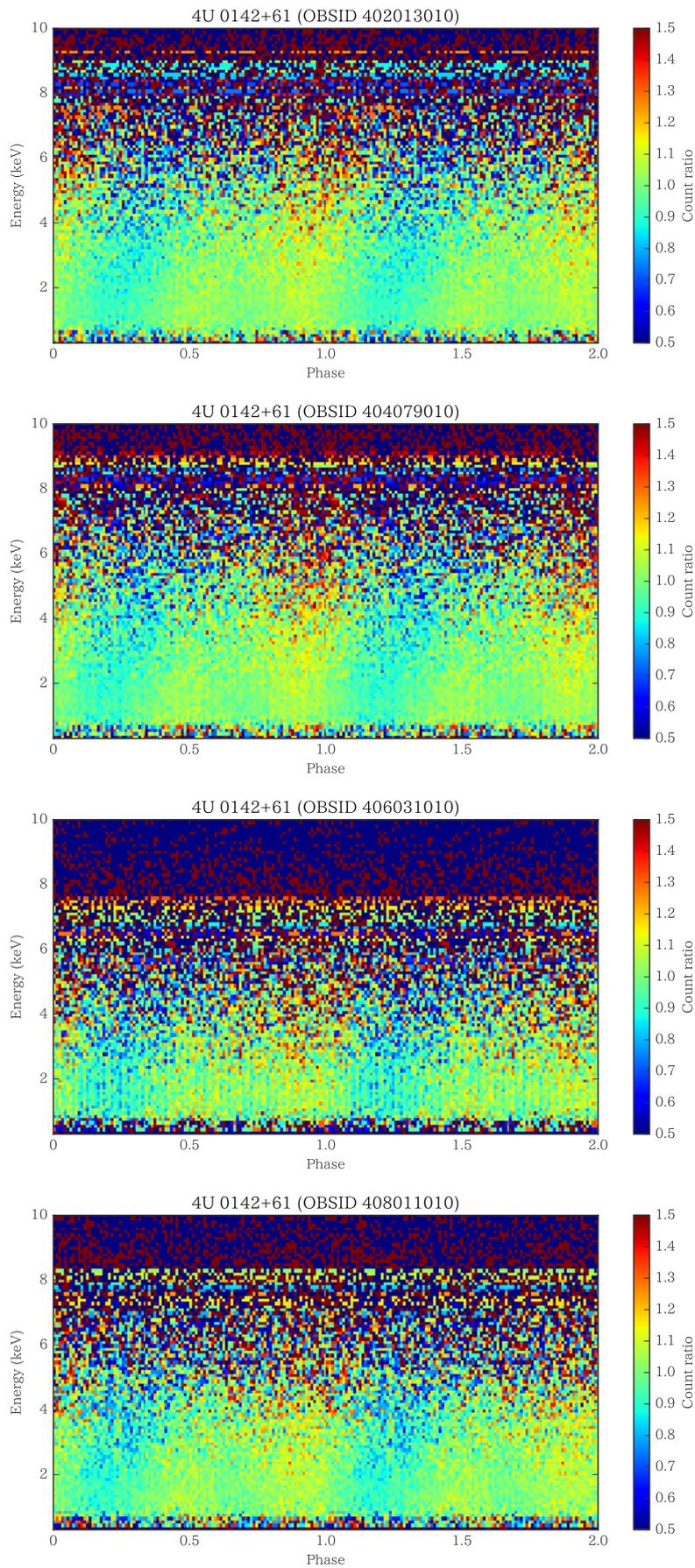


図 5.25. 4U 0142+61 のスペクトルの位相 - エネルギー図。上段から Obs 1、Obs 2、Obs 3、Obs 4 を表す。横軸は位相 0-1.0 を 100 分割したものを 2 位相分表示している。縦軸は 0.5-10 keV のエネルギー領域で、1 ビンの間隔は 100 eV である。カラーマップは時間平均スペクトルの平均との比を 0.5-1.5 の範囲で色分けしており、各ビンの色は右端のカラーバーに従う。

5.2 1RXS J1708-4009

5.2.1 XIS 時間平均スペクトル

Obs 1、Obs 2 とも XIS0 と XIS3 のスペクトルを足し合わせて解析した。解析にあたり、吸収の強い < 0.7 keV と応答関数のズレによる系統誤差が存在する、 $1.7\text{--}1.9$ keV、 $2.1\text{--}2.3$ keV を除いた。図 5.1 より、1RXS J1708-4009 のエネルギースペクトルも典型的なマグネターの定常放射である ~ 1 keV の熱的成分と高エネルギー側のべき関数で構成されているとわかる。4U 0142+61 の場合と同様、以下の 3 種類のモデルを適用した。

- (a) 星間吸収 * 2 温度黒体放射 モデル `tbabs*(bbodyrad+bbodyrad)`
- (b) 星間吸収 * (1 温度黒体放射 + べき関数) モデル `tbabs*(bbodyrad+powerlaw)`
- (c) 星間吸収 * (2 温度黒体放射 + べき関数) モデル `tbabs*(bbodyrad+bbodyrad+powerlaw)`

(a) のベストフィットは ~ 0.4 keV、 ~ 1.4 keV となったが、 > 8 keV で高エネルギー側のべき成分の入り込みがあり、フィット結果は $\chi^2/\nu \sim 1.5$ とあまり良くなかった。1RXS J1708-4009 は先行研究では (b) のモデルでよくフィットできることが報告されている (e.g. [20]、[38])。 (b) のベストフィットは $kT \sim 0.4$ keV、 $\Gamma \sim 2.8$ となった。各パラメータの誤差も小さく、よく定まっておらず、フィット結果も $\chi^2/\nu \sim 1.1$ と良かったが、 > 9 keV に若干のエクセスが残った。そこで、次に (c) を適用したところ、黒体放射の温度 0.25 keV、 0.5 keV、光子指数 2.3 のベストフィットを得た。また、黒体放射の半径は低温側が 17 km、高温側が 3.3 km となった。1RXS J1708-4009 の XIS スペクトルと (a)~(c) のそれぞれを当てはめた場合のデータとモデルの残差を図 5.26 に、それぞれのベストフィットパラメータを表 5.3 に示す。ベストフィットパラメータは 2 観測でおおよそ一致した。

(c) のベストフィットをベースラインとして、3.5 の方法で XIS スペクトル全体にわたって輝線・吸収線を探索した結果が図 5.27 である。1RXS J1708-4009 の場合も 3σ の有意度領域を超える構造が見られた。これらが有意なものであるかを確かめるため、同様に位相を 5 分割して探索を行った。

5.2.2 周期解析

clean イベントファイルにバリセントリック補正を加えたイベントファイルから X 線パルスの周期を求めた。XIS については Obs 1、Obs 2 共に XIS0,1,3 のイベントを足し合わせ、エネルギー領域は $0.5\text{--}10$ keV を切り出して使用した。HXD-PIN については $12\text{--}60$ keV のエネルギー領域を使用した。

先行研究では、1RXS J1708-4009 はパルス周期 $P \sim 11$ s、周期減衰率 $\dot{P} \sim 2 \times 10^{-11} \text{s s}^{-1}$ とされている [10]。まずパワースペクトルを作成し、付近にピークが現れるか調べた (図 5.28)。その結果、Obs 1、Obs 2 共に 0.0908 Hz にピークが現れた。これは ~ 11.0 秒に相当するため、先行研究と矛盾しない。HXD-PIN についてもパワースペクトルを作成したが、信号が弱いためか、付近にピークは確認されなかった (図 5.29)。以降、統計が良い XIS のデータを用いて周期を定める。

`efsearch` を用いて XIS のピリオドグラムを作成し、周期の精度を上げていった。図 5.30 は周期分解能 2×10^5 s でのピリオドグラムである。これより、1RXS J1708-4009 の周期はそれぞれ、 11.00540 s、 11.00609 s と求めた。表 5.4 に以下で使用する周期解析の結果をまとめる。

表 5.4 の周期で畳み込んだライトカーブを図 5.31 に示す。XIS の $0.5\text{--}2$ keV、 $2\text{--}4$ keV、 $4\text{--}6$ keV、 $6\text{--}10$ keV、HXD-PIN の $12\text{--}60$ keV の 5 つのエネルギー領域で切り分けている。畳み込みのライトカーブ

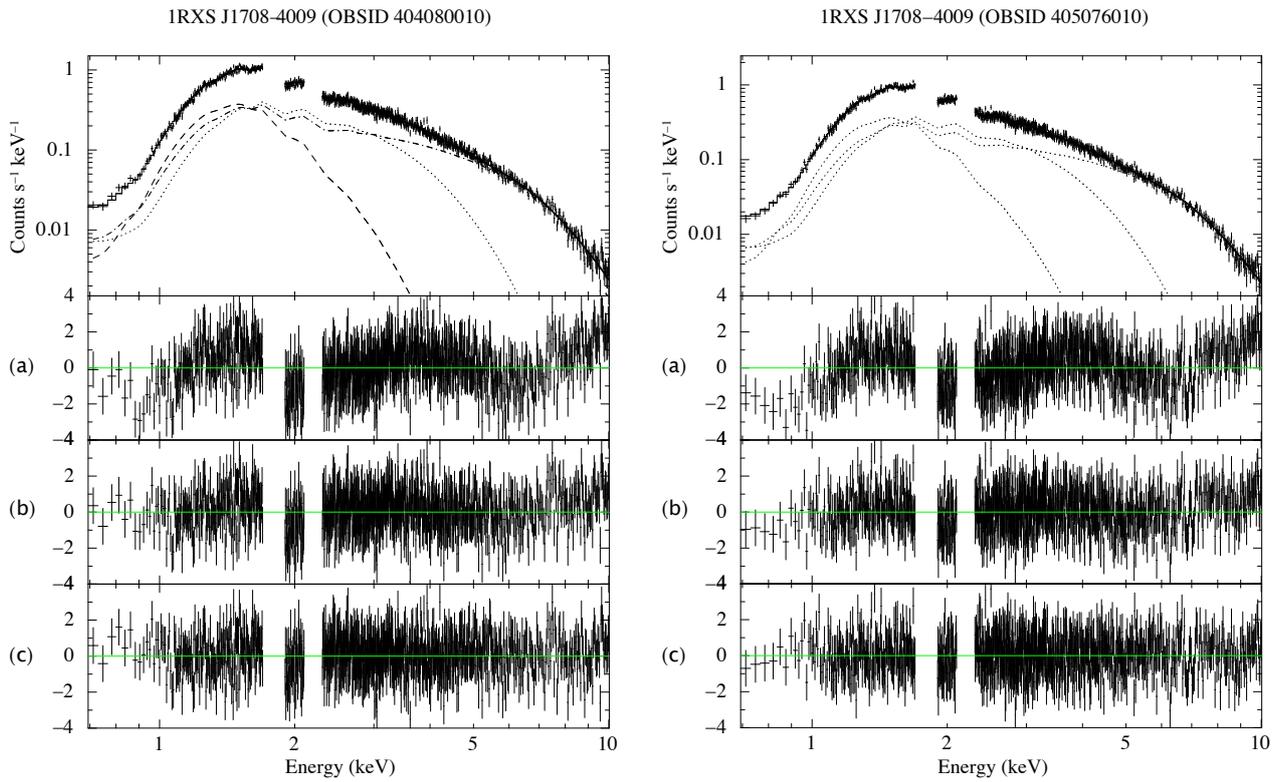


図 5.26. 1RXS J1708-4009 の XIS0+XIS3 スペクトルのフィット結果。左図は Obs 1、右図は Obs 2 である。それぞれ上段はバックグラウンドを差し引き、検出器応答をかけた後のスペクトルで、十字はエラーを表す。実線は (c) のベストフィットモデル、3本の曲線はモデルの各要素であり、ダッシュラインとドットラインはそれぞれ2つの温度の `bbodyrad`、ダッシュドットラインは `powerlaw` の寄与を表す。2段目以下の (a)、(b)、(c) はそれぞれ対応するモデルでフィットした際のデータとの残差を表す。

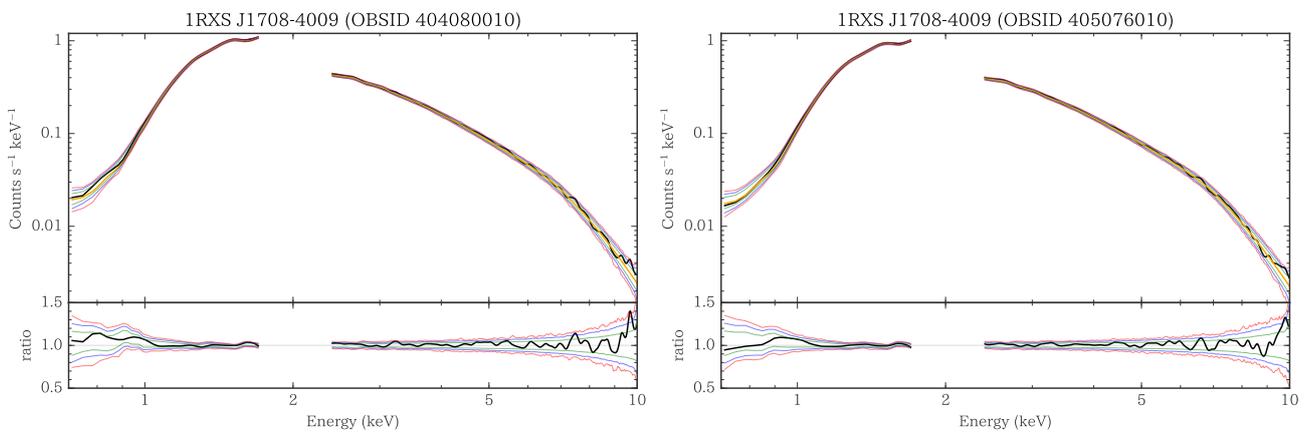


図 5.27. 1RXS J1708-4009 の XIS0+XIS3 の時間平均スペクトルに対するモンテカルロシミュレーションの結果。左図は Obs 1、右図は Obs 2 の結果である。それぞれ上段の緑の実線は連続成分のベストフィットモデル、黒の実線は元の PI に畳み込みのフィルターをかけたもの、緑、青、赤の実線はそれぞれ 2、3、4 σ の有意度領域を表す。下段はそれらと連続成分のベストフィットモデルとの比である。

表 5.3. 1RXS J1708-4009 の XIS 時間平均スペクトルに対するベストフィットパラメータ。

Model	Parameter	Obs 1	Obs 2
(a)	n_H (10^{22} cm $^{-2}$)	1.05 ± 0.02	1.06 ± 0.02
	kT_L (keV)	0.460 ± 0.005	0.455 ± 0.005
	* R_{BB}^L (km)	$5.46^{+0.16}_{-0.15}$	$5.57^{+0.17}_{-0.15}$
	kT_H (keV)	1.40 ± 0.03	1.42 ± 0.03
	* R_{BB}^H (km)	$0.344^{+0.018}_{-0.017}$	$0.34^{+0.018}_{-0.016}$
	χ^2/ν	1410/941	1330/916
(b)	n_H (10^{22} cm $^{-2}$)	1.52 ± 0.04	1.51 ± 0.04
	kT (keV)	0.417 ± 0.008	$0.406^{+0.008}_{-0.009}$
	* R_{BB} (km)	4.6 ± 0.3	5.1 ± 0.3
	Γ	2.85 ± 0.06	$2.79^{+0.06}_{-0.07}$
	K_{PL}	$0.041^{+0.005}_{-0.004}$	0.037 ± 0.004
	χ^2/ν	1081/941	1020/916
(c)	n_H (10^{22} cm $^{-2}$)	1.50 ± 0.07	$1.51^{+0.08}_{-0.07}$
	kT_L (keV)	$0.254^{+0.027}_{-0.025}$	$0.252^{+0.028}_{-0.026}$
	* R_{BB}^L (km)	$16.3^{+6.8}_{-3.3}$	$17.0^{+7.6}_{-3.5}$
	kT_H (keV)	$0.513^{+0.033}_{-0.027}$	$0.509^{+0.035}_{-0.029}$
	* R_{BB}^H (km)	$3.28^{+0.52}_{-0.46}$	$3.34^{+0.60}_{-0.50}$
	Γ	2.3 ± 0.2	2.3 ± 0.2
	K_{PL}	43^{+14}_{-12}	45^{+16}_{-13}
χ^2/ν		1025/939	945/914
Flux@0.7–10 keV (10^{-11} erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$)		$4.14_{-0.42}$	$4.10_{-0.37}$

表中の誤差は全て 90% の信頼区間。ただし $\chi^2/\nu > 2.0$ のものについては誤差を計算していない。

* 天体までの距離を 5 kpc と仮定した場合の黒体放射領域の半径。

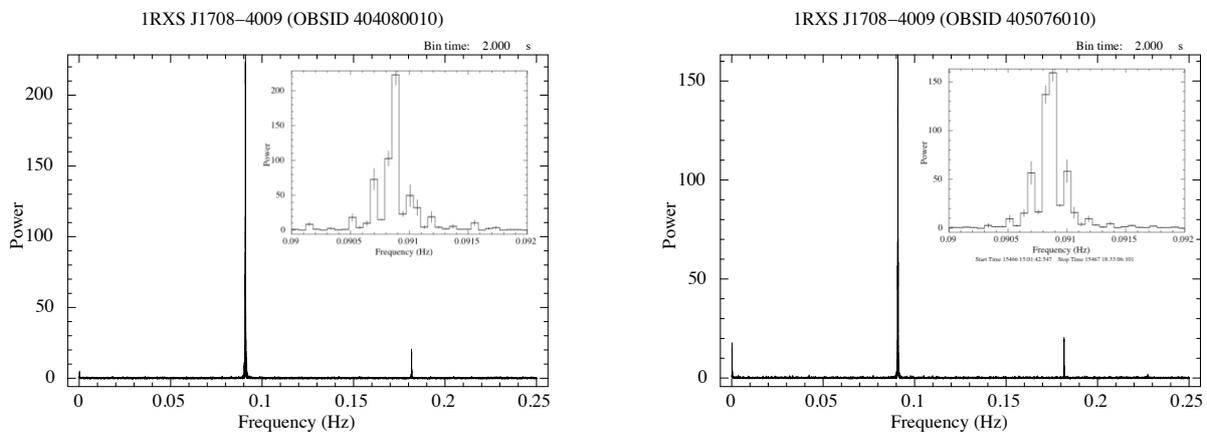


図 5.28. 1RXS J1708-4009 の XIS0.5–10 keV のパワースペクトル。左図が Obs 1、右図が Obs 2 である。

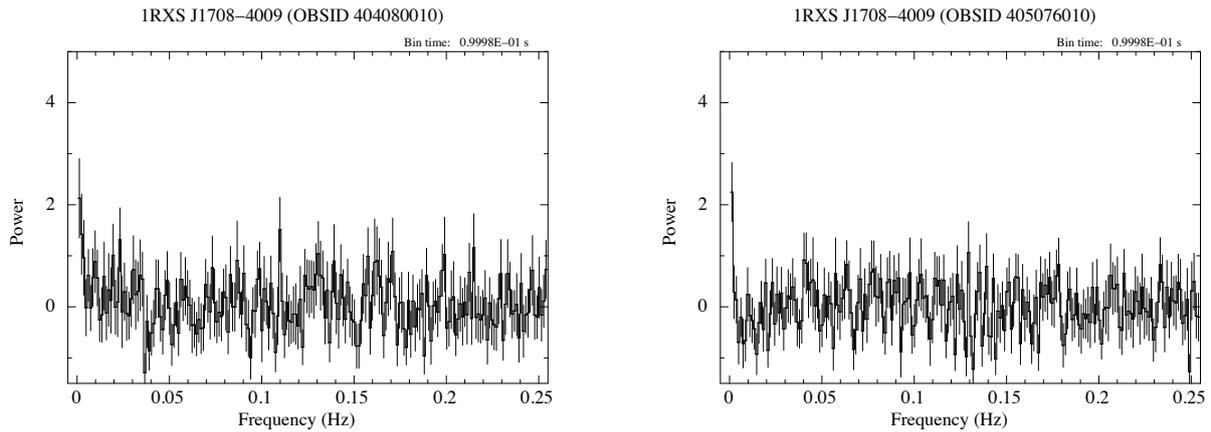


図 5.29. 1RXS J1708-4009 の PIN12-60 keV のパワースペクトル。左図が Obs 1、右図が Obs 2 である。

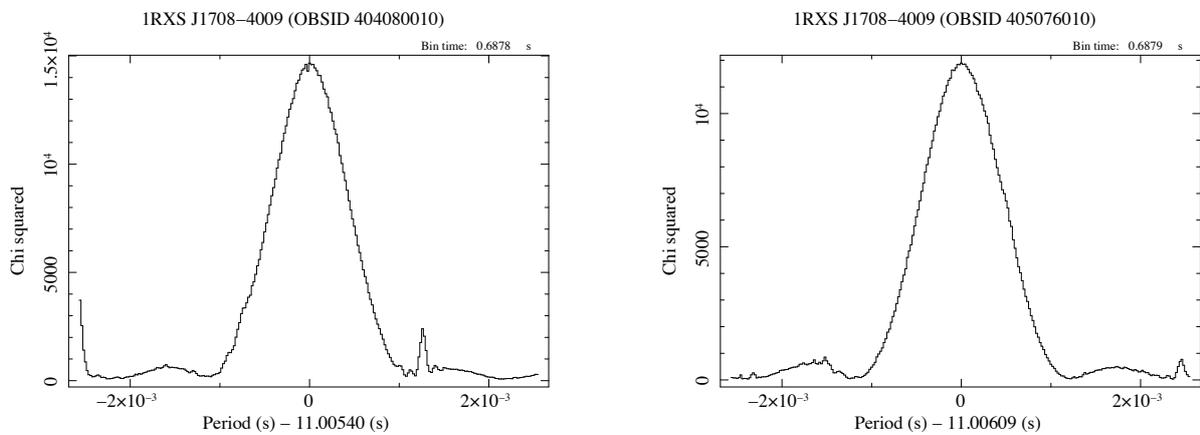


図 5.30. 1RXS J1708-4009 の PIN12-60 keV のピリオドグラム。左図が Obs 1、右図が Obs 2 である。それぞれのベストピリオドを中心に、周期分解能 2×10^{-5} s で 256step 表示している。

表 5.4. 1RXS J1708-4009 の周期。

	t_{Epoch}^* (MJD)	Period (s)
Obs 1	55066.00011718713	11.00540
Obs 2	55466.000091558186	11.00609

* ライトカーブの作成に使用したオフセットの値。

を作成する際、周期減衰率は先行研究の値 $\dot{P} = 1.9 \times 10^{-11} \text{ s s}^{-1}$ [10] としたが、 \dot{P} の項を考慮していないため、2 観測で位相のずれが生じていた。そこで、ライトカーブのオフセット t_{Epoch} を調節して位相を揃えた。

図 5.31 より、 $< 4 \text{ keV}$ と $> 12 \text{ keV}$ でパルスの位置が異なっていることが確認できる。その中間の $4\text{--}10 \text{ keV}$ では 2 つのピークが重なって見られることから、高エネルギー側は低エネルギー側に比べてパルスが ~ 0.3 位相遅れている。同様の結果が *BeppoSAX* や *XMM-Newton* の結果からも報告されている [38]。

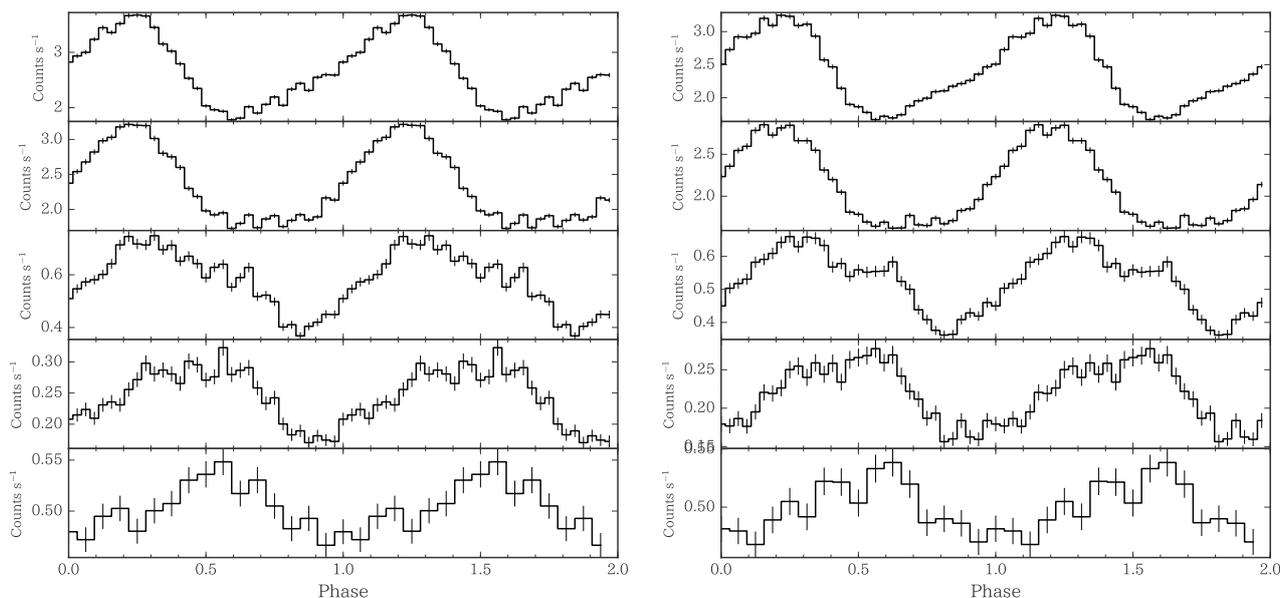


図 5.31. 1RXS J1708-4009 のパルス周期で畳み込んだライトカーブ。左図が Obs 1、右図が Obs 2 である。それぞれ上段から XIS の 0.5–2 keV、2–4 keV、4–6 keV、6–10 keV、HXD-PIN の 12–60 keV を表す。XIS については 1 周期を 32 ビンで、HXD-PIN については 1 周期を 16 ビンで表示している。縦軸は 1 秒あたりの光子数。

5.2.3 XIS 位相分けスペクトル

clean イベントにバリセントリック補正をかけたイベントファイルから位相を等間隔に 5 等分して切り出し、それぞれのスペクトルから時間平均の場合と同様の領域を切り出し、スペクトルを抽出した。スペクトル解析にあたり、XIS0 と XIS3 のスペクトルを足し合わせている。以下では (I)PHASE 0–0.2、(II)PHASE 0.2–0.4、(III)PHASE 0.4–0.6、(IV)PHASE 0.6–0.8、(V)PHASE 0.8–1.0 とする。(I)~(V) の 0.7–10 keV の XIS スペクトルに対して (c) のモデルでフィッティングをした結果が図 5.32、図 5.33 である。

また、(I)~(V) における (c) のベストフィットパラメータとその誤差を図 5.34、図 5.35 に示す。

Obs 1、Obs 2 とも各位相で $\chi^2/\nu < 1.2$ であり、フィッティングは成功しているといえる。しかし、 n_H は星の自転やパルス周期に依存しない係数であると考えられるため、 n_H を時間平均スペクトルのベストフィットの値に固定した上で、再度位相ごとのパラメータの変化を調べた。その結果が図 5.36、図 5.37 である。

また、先行研究と比較するため、(b) のモデルでフィットした際のパラメータの変動も図 5.38、図 5.39 に示す。

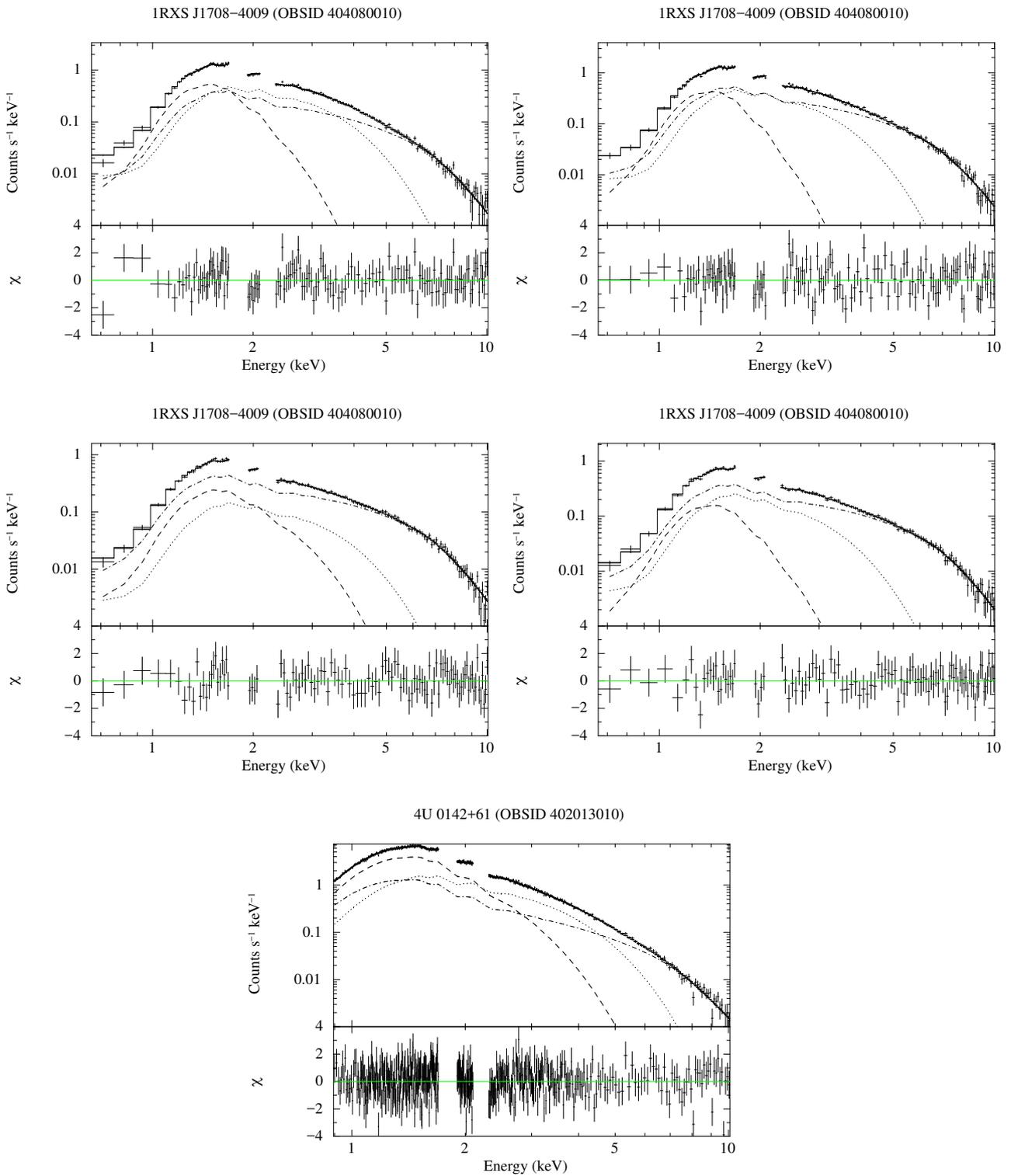


図 5.32. 1RXS J1708-4009 の Obs 1 の XIS 位相分けスペクトルの (c) によるフィット結果。(I)1 段目左、(II)1 段目右、(III)2 段目左、(IV)2 段目右、(V)3 段目である。それぞれの図の上段はバックグラウンドを差し引き、検出器応答をかけた後のスペクトルで、十字はエラーを表す。実線は (c) のベストフィットモデル、3 本の曲線はモデルの各要素であり、ダッシュラインとドットラインはそれぞれ 2 つの温度の `bbodyrad`、ダッシュドットラインは `powerlaw` の寄与を表す。

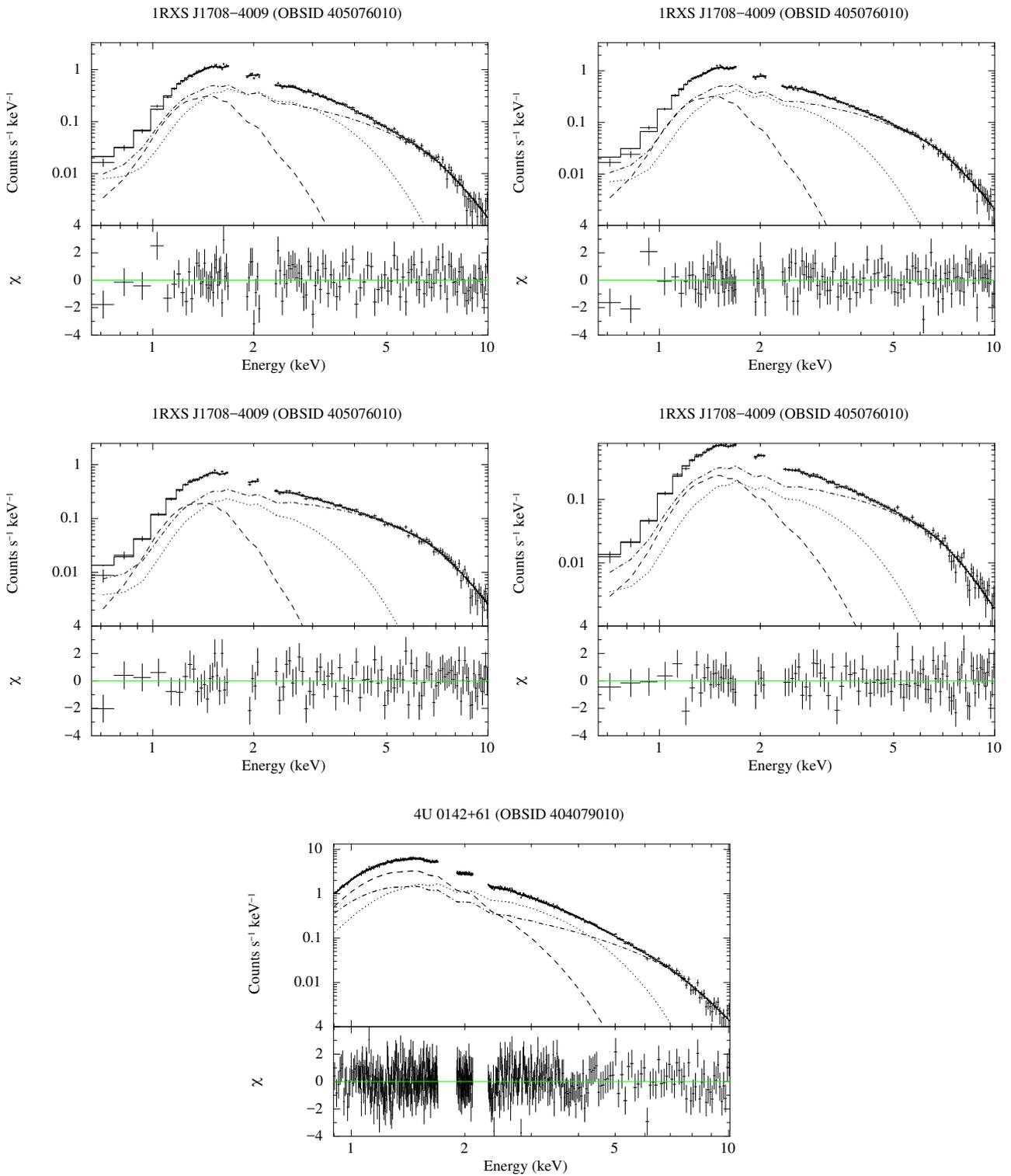


図 5.33. 1RXS J1708-4009 の Obs 2 の XIS 位相分けスペクトルの (c) によるフィット結果。(I)1 段目左、(II)1 段目右、(III)2 段目左、(IV)2 段目右、(V)3 段目である。それぞれの図の上段はバックグラウンドを差し引き、検出器応答をかけた後のスペクトルで、十字はエラーを表す。実線は (c) のベストフィットモデル、3 本の曲線はモデルの各要素であり、ダッシュラインとドットラインはそれぞれ 2 つの温度の `bbbodyrad`、ダッシュドットラインは `powerlaw` の寄与を表す。

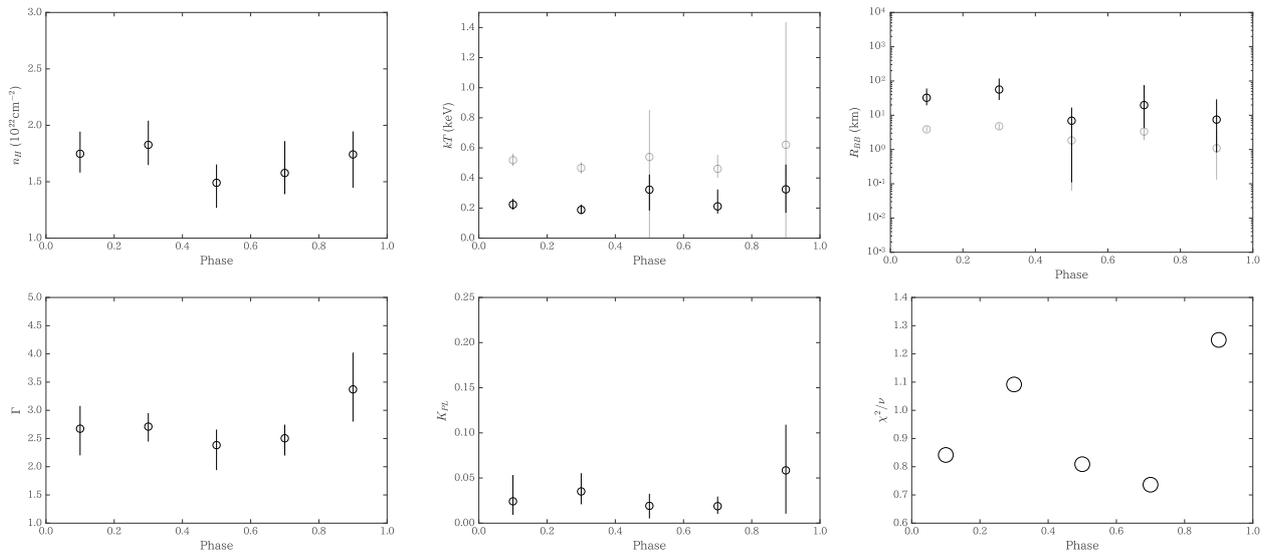


図 5.34. 1RXS J1708-4009 の Obs 1 の XIS 位相分けスペクトルに対する (c) によるベストフィットパラメータ。それぞれ縦軸のラベルは対応するパラメータであり、横軸は (I)~(V) を表す。黒体放射のパラメータ kT と R_{BB} については、黒が低温側、グレーが高温側を表す。下段右の χ^2/ν はモデルの当てはめの良さを表す *reduced- χ^2* である。

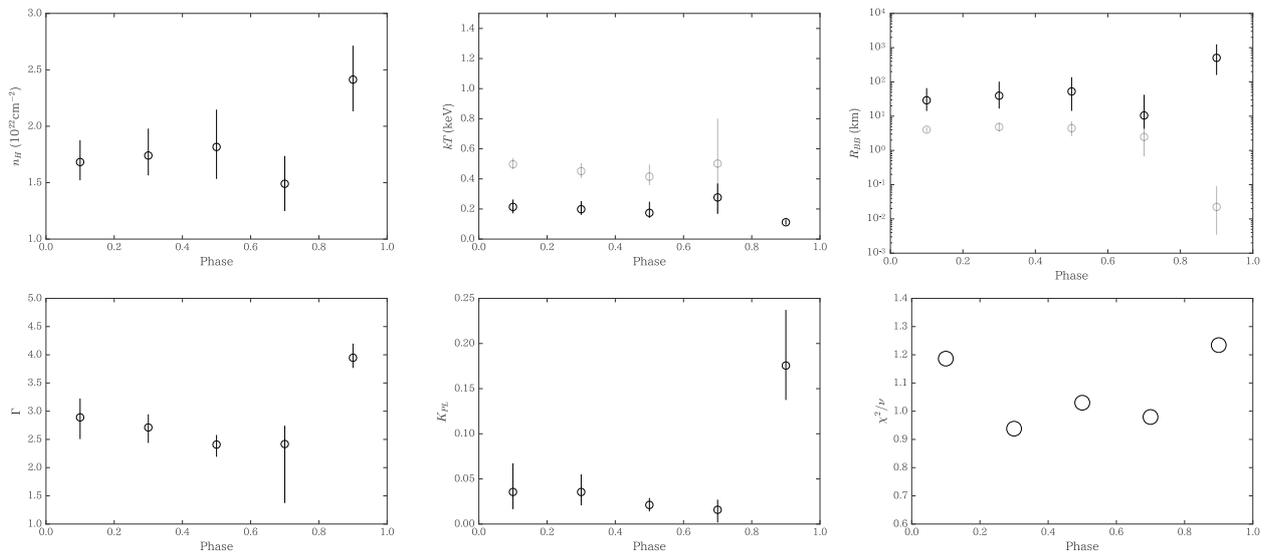


図 5.35. 1RXS J1708-4009 の Obs 2 の XIS 位相分けスペクトルに対する (c) によるベストフィットパラメータ。それぞれ縦軸のラベルは対応するパラメータであり、横軸は (I)~(V) を表す。黒体放射のパラメータ kT と R_{BB} については、黒が低温側、グレーが高温側を表す。下段右の χ^2/ν はモデルの当てはめの良さを表す *reduced- χ^2* である。

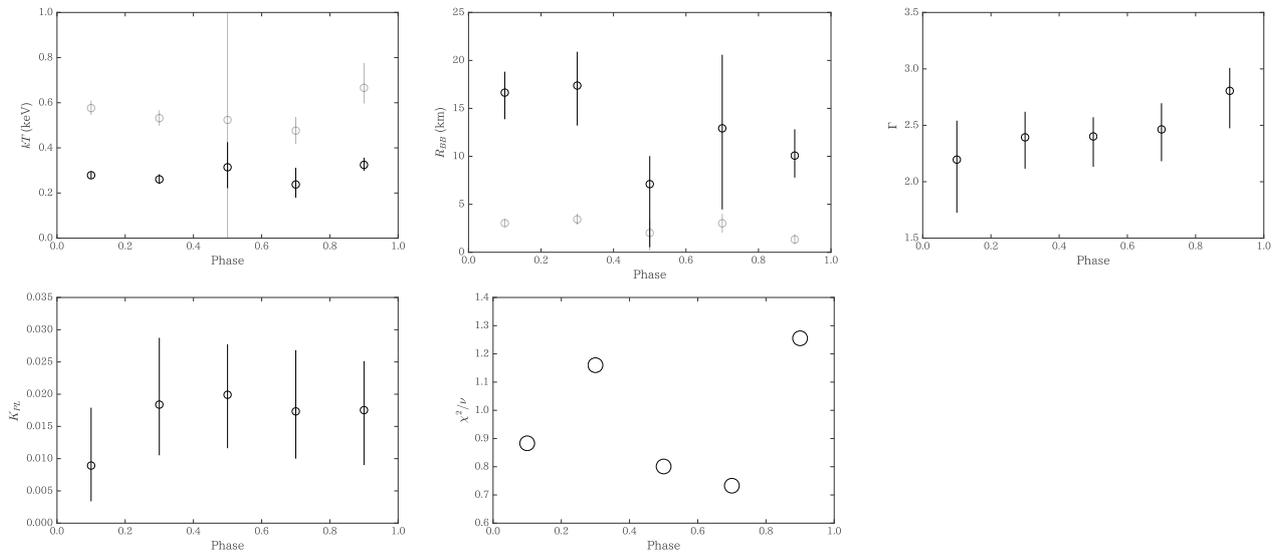


図 5.36. 1RXS J1708-4009 の Obs 1 の XIS 位相分けスペクトルに対する (c) によるベストフィットパラメータ。ただし、tbabs の星間吸収係数 n_H を時間平均スペクトルのベストフィットで固定している。それぞれ縦軸のラベルは対応するパラメータであり、横軸は (I)~(V) を表す。黒体放射のパラメータ kT と R_{BB} については、黒が低温側、グレーが高温側を表す。

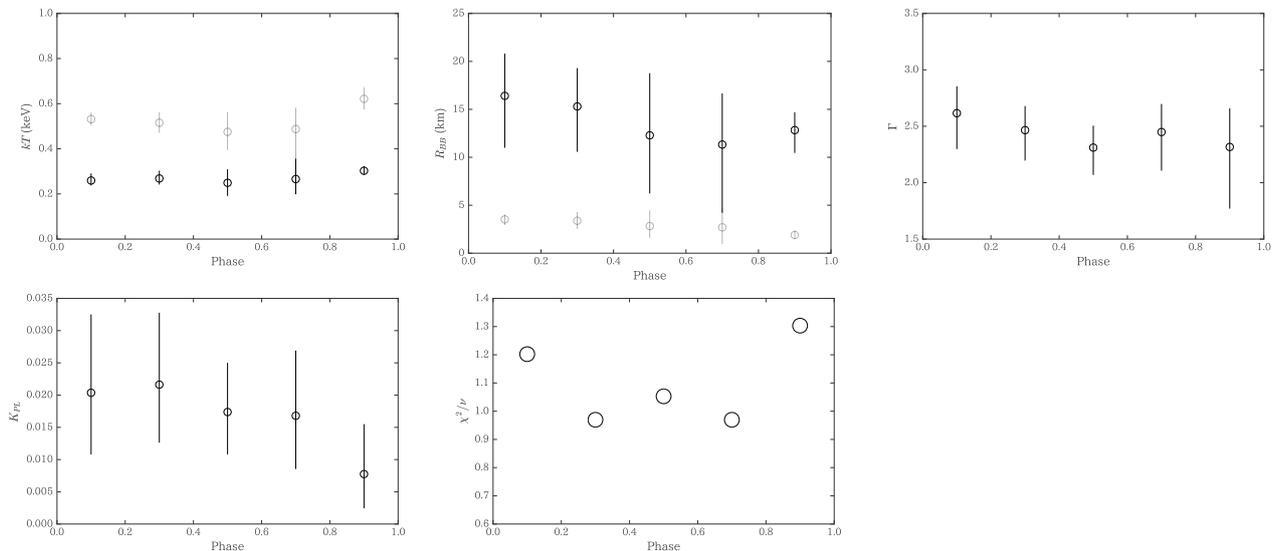


図 5.37. 1RXS J1708-4009 の Obs 2 の XIS 位相分けスペクトルに対する (c) によるベストフィットパラメータ。ただし、tbabs の星間吸収係数 n_H を時間平均スペクトルのベストフィットで固定している。それぞれ縦軸のラベルは対応するパラメータであり、横軸は (I)~(V) を表す。黒体放射のパラメータ kT と R_{BB} については、黒が低温側、グレーが高温側を表す。

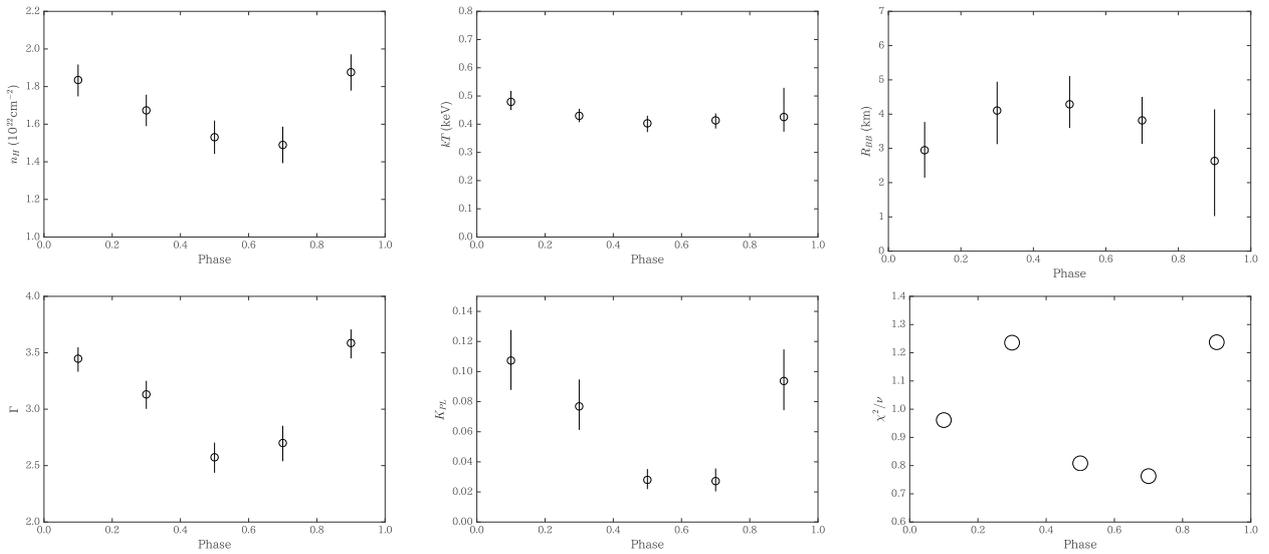


図 5.38. 1RXS J1708-4009 の Obs 1 の XIS 位相分けスペクトルに対する (b) によるベストフィットパラメータ。それぞれ縦軸のラベルは対応するパラメータであり、横軸は (I)~(V) を表す。下段右の χ^2/ν はモデルの当てはめの良さを表す *reduced* χ^2 である。

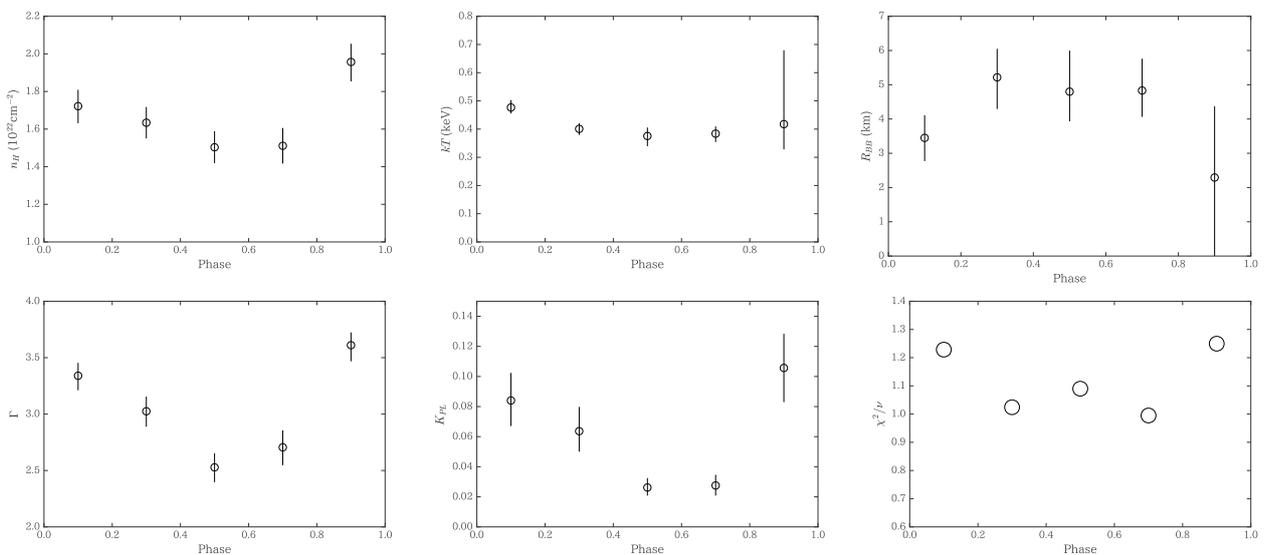


図 5.39. 1RXS J1708-4009 の Obs 2 の XIS 位相分けスペクトルに対する (b) によるベストフィットパラメータ。それぞれ縦軸のラベルは対応するパラメータであり、横軸は (I)~(V) を表す。下段右の χ^2/ν はモデルの当てはめの良さを表す *reduced* χ^2 である。

n_H を固定せずに得られたベストフィットモデルをベースラインとして、各位相のスペクトルに対して輝線・吸収線の探査を行った。その結果が図 5.40、図 5.41 である。いずれの観測においても位相分けをして観

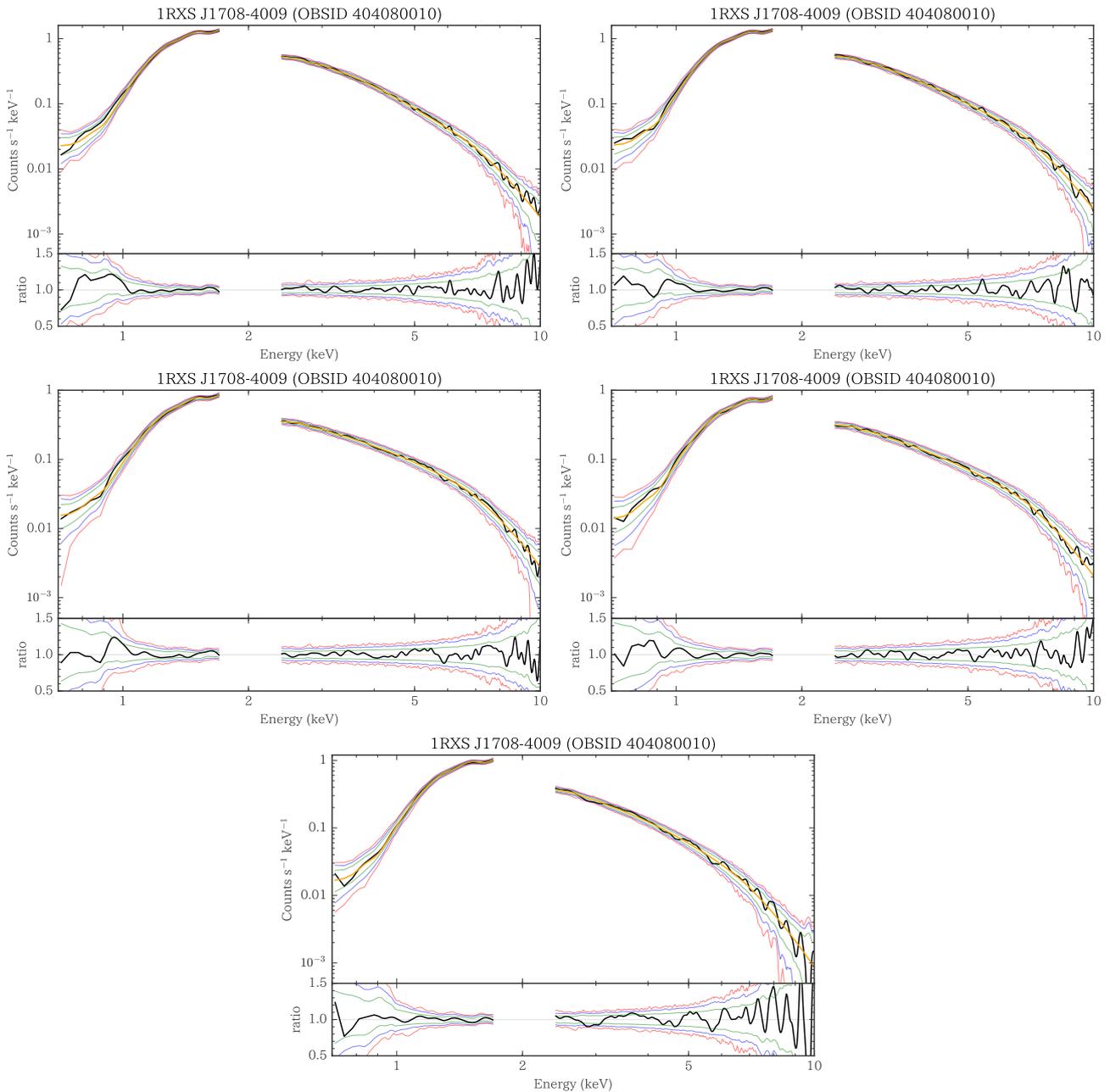


図 5.40. 1RXS J1708-4009 の Obs 1 の XIS 位相分けスペクトルに対するモンテカルロシミュレーションの結果。(I)1 段目左、(II)1 段目右、(III)2 段目左、(IV)2 段目右、(V)3 段目である。それぞれ上段の緑の実線は連続成分のベストフィットモデル、黒の実線は元の PI に畳み込みのフィルターをかけたもの、緑、青、赤の実線はそれぞれ 2、3、4 σ の有意度領域を表す。下段はそれらと連続成分のベストフィットモデルとの比である。

測時間が減少した分輝線や吸収線の有意度は低下している。これより、「すぎく」による 1RXS J1708-4009 の 2 回の観測からは位相に依存する輝線や吸収線は検出されなかったと判断した。

図 5.25 はスペクトルの位相 - エネルギー分布である。位相を 100 分割し、エネルギーは 0.5-10 keV の領域を 100 eV 刻みとした。光子数の多寡は赤から青のカラーマップで表している。作成にあたり、全イベントからバックグラウンドの時間平均スペクトルの値を 100 等分した値を差し引き、各エネルギービンを時間平均スペクトルの値で規格化している。4U 0142+61 の場合と同様、図 5.42 からは位相に依存する輝

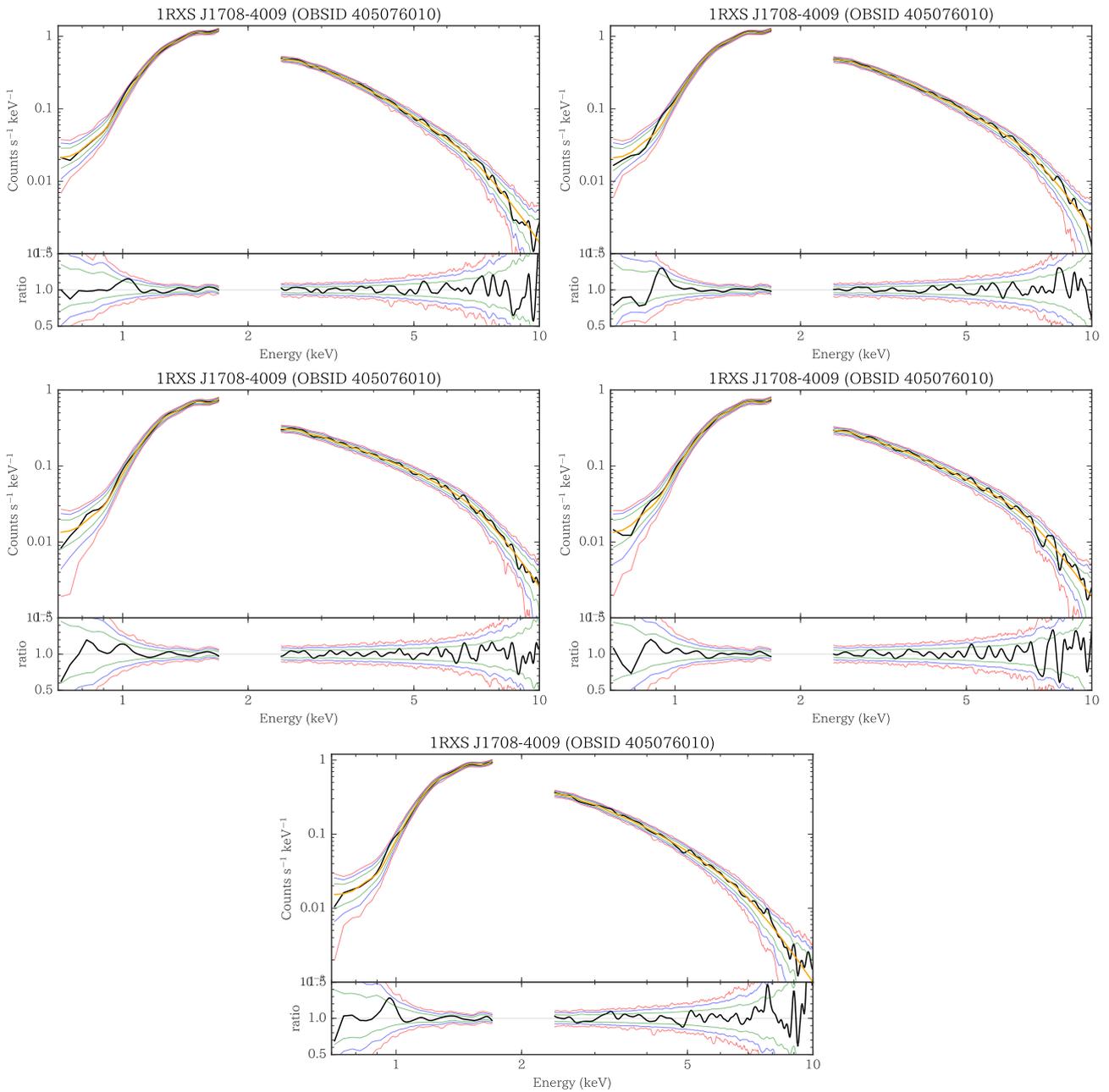


図 5.41. 1RXS J1708-4009 の Obs 2 の XIS 位相分けスペクトルに対するモンテカルロシミュレーションの結果。(I)1 段目左、(II)1 段目右、(III)2 段目左、(IV)2 段目右、(V)3 段目である。それぞれ上段の緑の実線は連続成分のベストフィットモデル、黒の実線は元の PI に畳み込みのフィルターをかけたもの、緑、青、赤の実線はそれぞれ 2、3、4 σ の有意度領域を表す。下段はそれらと連続成分のベストフィットモデルとの比である。

線や吸収線は確認できなかった。

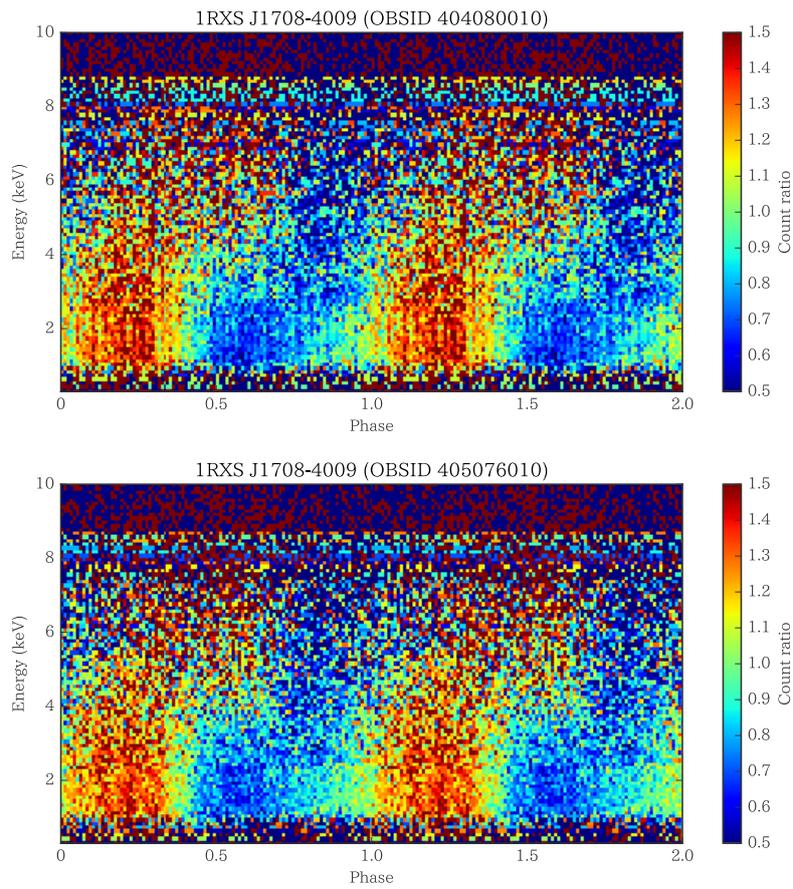


図 5.42. 1RXS J1708-4009 のスペクトルの位相 - エネルギー図。上段は Obs 1、下段は Obs 2 を表す。横軸は位相 0-1.0 を 100 分割したものを 2 位相分表示している。縦軸は 0.5-10 keV のエネルギー領域で、1 ビンの間隔は 100 eV である。カラーマップは時間平均スペクトルの平均との比を 0.5-1.5 の範囲で色分けしており、各ビンの色は右端のカラーバーに従う。

第6章

考察とまとめ

今回、4U 0142+61、1RXS J1708-4009 のすざくによる長時間の観測データの時間平均スペクトル、位相分けスペクトルのいずれからも陽子 CRSF の兆候を発見する事はできなかった。その原因として以下の可能性が考えられる。

- (1) 吸収線の強度が XIS の検出限界を下回っていた。
- (2) 吸収線のエネルギーが XIS の観測帯域 (0.5–10 keV) の範囲外にあった。
- (3) 何らかの理由で遮蔽されていて観測できなかった。

以下では、それぞれに対する考察を行う。

6.1 輝線・吸収線の上限值

6.1.1 「すざく」による上限値

(1) の可能性を考えるため、すざく/XIS による観測の上限値を §3.5 の方法を応用して求めた。ベストフィットモデルにガウス関数型の輝線 (gauss) や吸収線 (gabs) を加えたモデルを作成し、強度を少しずつ変化させながら検出判定を行った。ここで、モデルやレスポンスはそれぞれ Obs 1(4U 0142+61: 2007 年、1RXS J1708-4009: 2009 年) 時のものを使用し、統計を良くするため XIS0 と XIS3 のスペクトルを足し合わせて探査する場合を考えた。検出される S/N は式 3.5 のようにラインの幅に依存するため、輝線は XIS のエネルギー分解能 (FWHM \sim 200 eV; $\sigma \sim$ 85 eV) に比べて十分に狭い $\sigma_{\text{line}} = 0$ eV の場合と、同程度 $\sigma_{\text{line}} = 100$ eV の広がった場合を、吸収線は $\sigma_{\text{line}} = 10$ eV と $\sigma_{\text{line}} = 0.1E_{\text{line}}$ (吸収線のエネルギーの 10%) の場合の 2 通りについてそれぞれ調べた。広がった吸収線を $\sigma_{\text{line}} = 0.1E_{\text{line}}$ と仮定したのは、マグネターの大気モデルの計算結果 [52] から、陽子 CRSF は $\Delta E/E \sim 0.05\text{--}0.2$ の広がった吸収線になると示唆されていることによる。

求めた上限値をエネルギーごとにプロットした結果を図 6.1、図 6.2 に示す。輝線は XSPEC で計算した等価幅 (eV 単位)、吸収線は gabs モデルの規格化定数に含まれる光学的深さ τ を単位として表示している。

得られた上限値を比較すると、低エネルギー側では 4U 0142+61 の方が 2 倍程度感度がよく、反対に高エネルギー側では 1RXS J1708-4009 の方が感度が良いという結果となった。これは νF_{ν} 表示 (図 5.1) から読み取れるスペクトルの強度に従っている。今回の観測から、 ~ 1 keV で等価幅にして数 eV 程度、X 線天文学でよく観測される Fe 輝線付近 (6–7 keV) では 50 eV 程度という制限をかけることができた。もしこれらの天体に輝線や吸収線が存在する場合は、この上限値よりもさらに弱い構造であることが予想される。ただし、吸収線の場合、光子数は 0 以下にならないという制限のため、どれだけ吸収線の強度を大きく

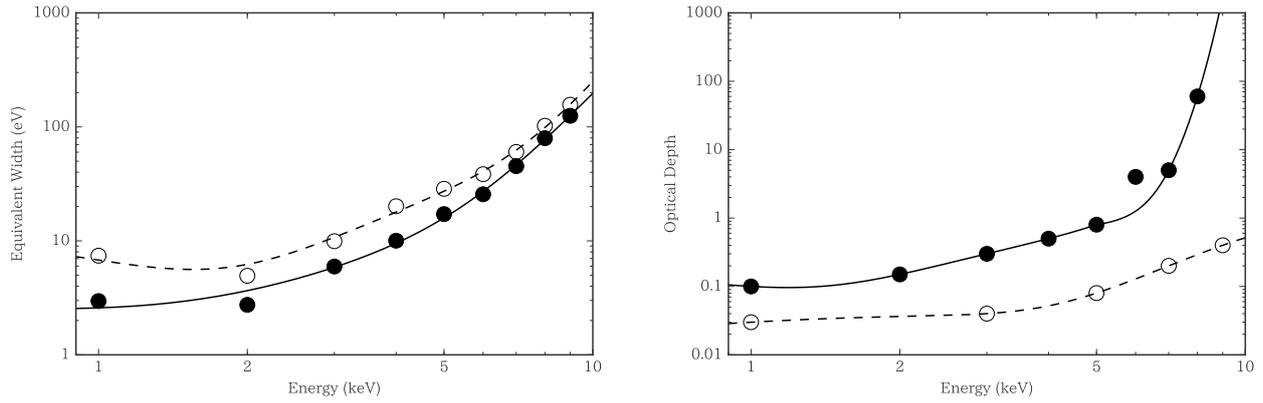


図 6.1. 4U 0142+61 の「すぎく」による $\sim 1\text{--}10$ keV の輝線 (左) と吸収線 (右) の上限値。縦軸は輝線の場合は等価幅 (式 1.14, eV 単位)、吸収線の場合は光学的深さで表示している。黒丸はラインが細い場合 ($\sigma = 0$ eV の輝線と $\sigma = 10$ eV の吸収線) の上限値、白丸はラインが広がっている場合 ($\sigma = 100$ eV の輝線と $\sigma = 0.1E_{\text{line}}$) の上限値である。また、実線は黒丸を、点線は白丸をそれぞれ 3 次関数でフィットした曲線である。

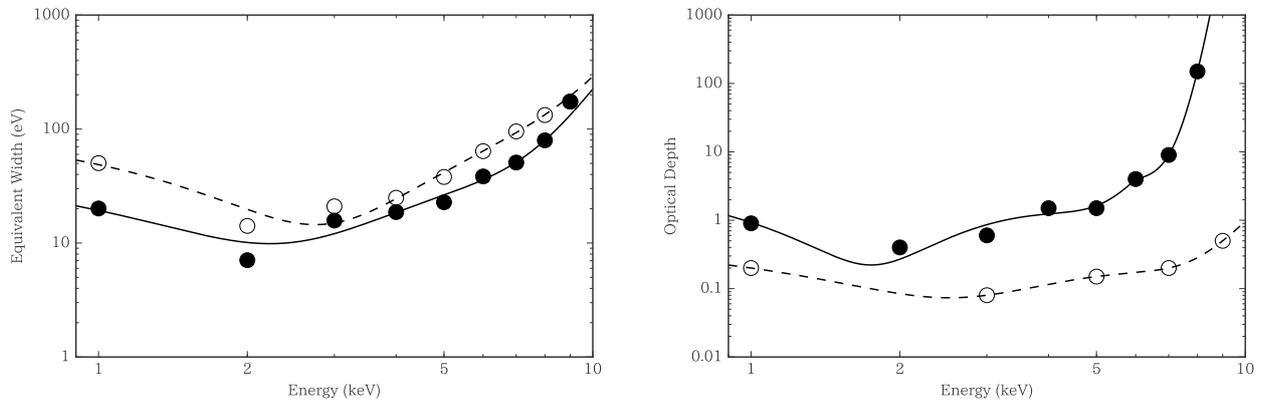


図 6.2. 1RXS J1708-4009 の「すぎく」による $\sim 1\text{--}10$ keV の輝線 (上) と吸収線 (下) の上限値。縦軸は輝線の場合は等価幅 (式 1.14, eV 単位)、吸収線の場合は光学的深さで表示している。黒丸はラインが細い場合 ($\sigma = 0$ eV の輝線と $\sigma = 10$ eV の吸収線) の上限値、白丸はラインが広がっている場合 ($\sigma = 100$ eV の輝線と $\sigma = 0.1E_{\text{line}}$) の上限値である。また、実線は黒丸を、点線は白丸をそれぞれ 3 次関数でフィットした曲線である。

してもモンテカルロ法では検出判定とならないということが起こり得る。その結果、 $\sigma = 0$ eV の吸収線の場合の上限値が > 8 keV で発散している。

6.1.2 これまでの観測における上限値との比較

今回得られた 4U 0142+61 の輝線の上限値を先行研究の結果と比較する。

Chandra との比較

Juett et al. 2002 [20] には *Chandra* の回折格子、MEG と HEG による上限値がシミュレーションによって求められている。その結果を図 6.3 に転載する。この上限値は連続成分にガウス関数型の輝線を加えたモデルを連続成分モデルに当てはめ、 F 検定によって有意度を計算するという方法で求められている。回折格子は原理的に X 線 CCD と比較して感度のエネルギー依存性が大きく、低エネルギー側では回折格子の方がエネルギー分解能が良いが、5 keV 以上のエネルギー領域では X 線 CCD の方が分解能が良い。図 6.1 の XIS の結果と比較すると、 < 3 keV では *Chandra* の方が上

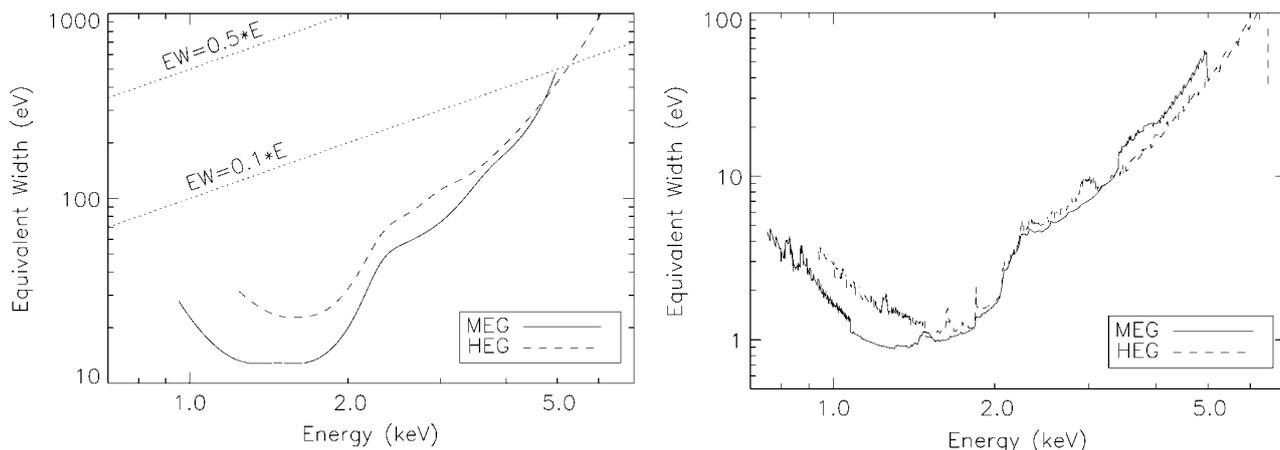


図 6.3. [20] の FIG. 3. と FIG. 4. *Chandra* の MEG と HEG による 4U 0142+61 の輝線の上限值。左: 広がった輝線 ($\sigma_{\text{line}} = 0.1E_{\text{line}}$) に対する有意度 4σ の上限値。比較用として、等価幅 $0.1 * E$ と $0.5 * E$ を点線で示している。右: 検出器のエネルギー分解能と同程度の輝線 (0.023 \AA (MEG)、 0.012 \AA (HEG)) に対する有意度 3σ の上限値。

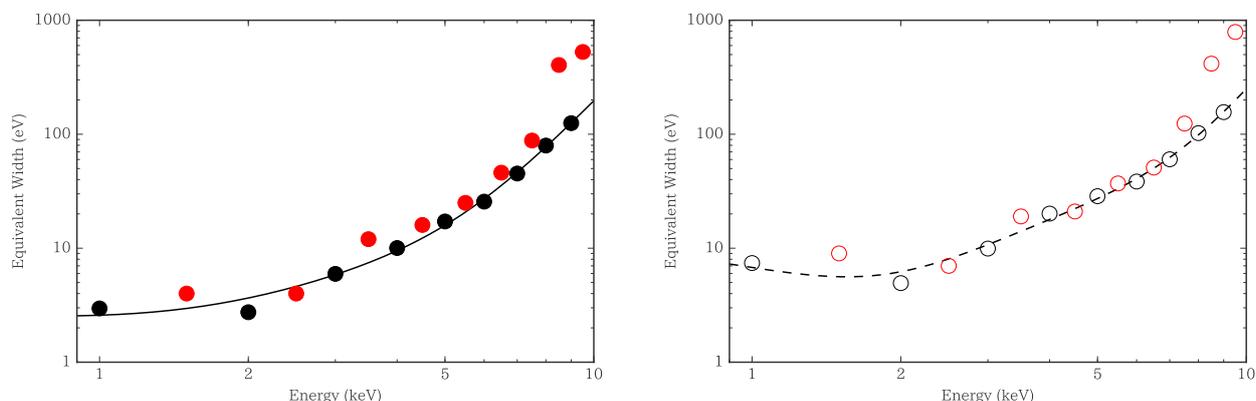


図 6.4. すざく/*XIS* と *XMM-Newton*/*EPIC* による 4U 0142+61 を観測した場合の輝線の上限值の比較。左図は $\sigma_{\text{line}} = 0 \text{ eV}$ 、右図は $\sigma_{\text{line}} = 100 \text{ eV}$ の輝線に対する上限値である。図中の黒の丸や実線、点線は図 6.1 と同様、赤丸は [39] の Table 2. の結果を比較のため、プロットしたものである。

限值がファクター 3 程度小さいが、 $\sim 4 \text{ keV}$ で逆転し、それ以上のエネルギーでは *XIS* の方が良い。これは上記の検出器の原理に則した結果になっているといえる。

XMM-Newton との比較

Rea et al. 2007 [39] では *XMM-Newton* の 4U 0142+61 の観測における輝線の上限值が調べられている。比較用に図 6.1 の結果と *XMM-Newton* の結果をプロットしたものを図 6.4 に示す。すざくの *XIS* と *XMM-Newton* の *EPIC* は共に X 線 CCD であるため、上限値の結果にも大きな違いは見られない。

上記 2 つの結果から、matched filter を利用したモンテカルロシミュレーションの方法で上限値を先行研究に矛盾なく求められていることが確かめられた。

6.2 マグネターの双極子磁場と表面磁場

CRSF の中心エネルギーから中性子星の磁場を式 1.22 のようにして求められる。一方、パルスが観測されるパルサーではその周期の減衰率 \dot{P} から磁場が見積もられる。ここで、 \dot{P} から見積もられる磁場は双極子放射を仮定して得られる磁極からの磁場 B_{dip} であるのに対して、CRSF から求まる磁場はマグネターの放射領域 (表面やフレアなど) の磁場強度を直接反映する表面磁場 B_{sur} であると考えられる。理論的には、高次の多極子磁場の存在などが提案されている。以下では、まず近年のマグネターの陽子 CRSF の検出例についてまとめ、 B_{dip} と B_{sur} の関係について考察する。

まず、4U 0142+61、1RXS J1708-4009 の B_{dip} と $B_{\text{dip}} = B_{\text{sur}}$ であると仮定した場合に予想される CRSF のエネルギーを表 6.1 にまとめる。

表 6.1. 双極子磁場と予想される陽子サイクロトロン吸収線のエネルギー。

天体名	B_{dip} (10^{14} G)	E_{line} (keV)
4U 0142+61	1.3	0.82
1RXS J1708-4009	4.7	3.0

近年、磁場の弱いマグネターのアウトバースト後の X 線観測から陽子 CRSF とみられる吸収線が 2 例報告されている。それらの先行研究を紹介し、陽子 CRSF で予想される吸収線のエネルギーについて考察する。

SGR 0418+5279 [47]

SGR 0418+5279 は $B_{\text{dip}} = 6 \times 10^{12}$ G の弱磁場マグネターであり、2009 年 6 月 5 日に 2 度のアウトバーストを観測した。著者らは、同年 8 月の *XMM-Newton* の観測データの位相分けスペクトルから陽子 CRSF とみられる吸収線を検出した。吸収線のプロファイルは位相に依存した。図 6.5 の左図は位相分けした光度変化と吸収線をフィットした際の各パラメータの変化である。図 6.5 の右図は、位相 0.15–0.17 を切り出したエネルギースペクトルである。

検出された吸収線の中心エネルギーは 0.5~4.5 keV と変化しているが、代表点として $E_{\text{line}} = 2$ keV をとると、式 1.22 より、 $B_{\text{sur}} \simeq 3.2 \times 10^{14}$ G と計算できる。これは B_{dip} と比べて 1 桁以上大きな値である。また、CRSF が電子によるものであるという可能性については、得られる磁場は中性子星表面の双極子磁場 B_{dip} よりも小さくなるため、電子は表面から離れた所 ($R \approx 3R_{\text{NS}}$) で CRSF を起こしていることになり、理論に合わないとしている。

SWIFT J1822.3-1606 [42]

SWIFT J1822.3-1606 は同じく $B_{\text{dip}} = 6 \times 10^{12}$ G の弱磁場マグネターである。2011 年 7 月のアウトバースト時の *RXTE* による観測データの位相分けスペクトルから陽子 CRSF と見られる吸収線を検出した。SWIFT J1822.3-1606 の場合も SGR 0418+5279 の例と同様、吸収線のプロファイルは位相に依存している (図 6.6)。

吸収線の中心エネルギーは ~5 から ~12 keV 程度であり、これは陽子 CRSF の磁場に換算すると $B_{\text{sur}} \simeq (6 - 25) \times 10^{14}$ G となり、SWIFT J1822.3-1606 でも B_{sur} は B_{dip} よりも 1 桁以上大きい。

2 つの例に共通する点として、マグネターの陽子 CRSF はパルス位相に強く依存し、位相によって吸収線のエネルギーが変化している点や、吸収線のエネルギーから求めた B_{sur} は B_{dip} と比べて 1 桁以上大きい。

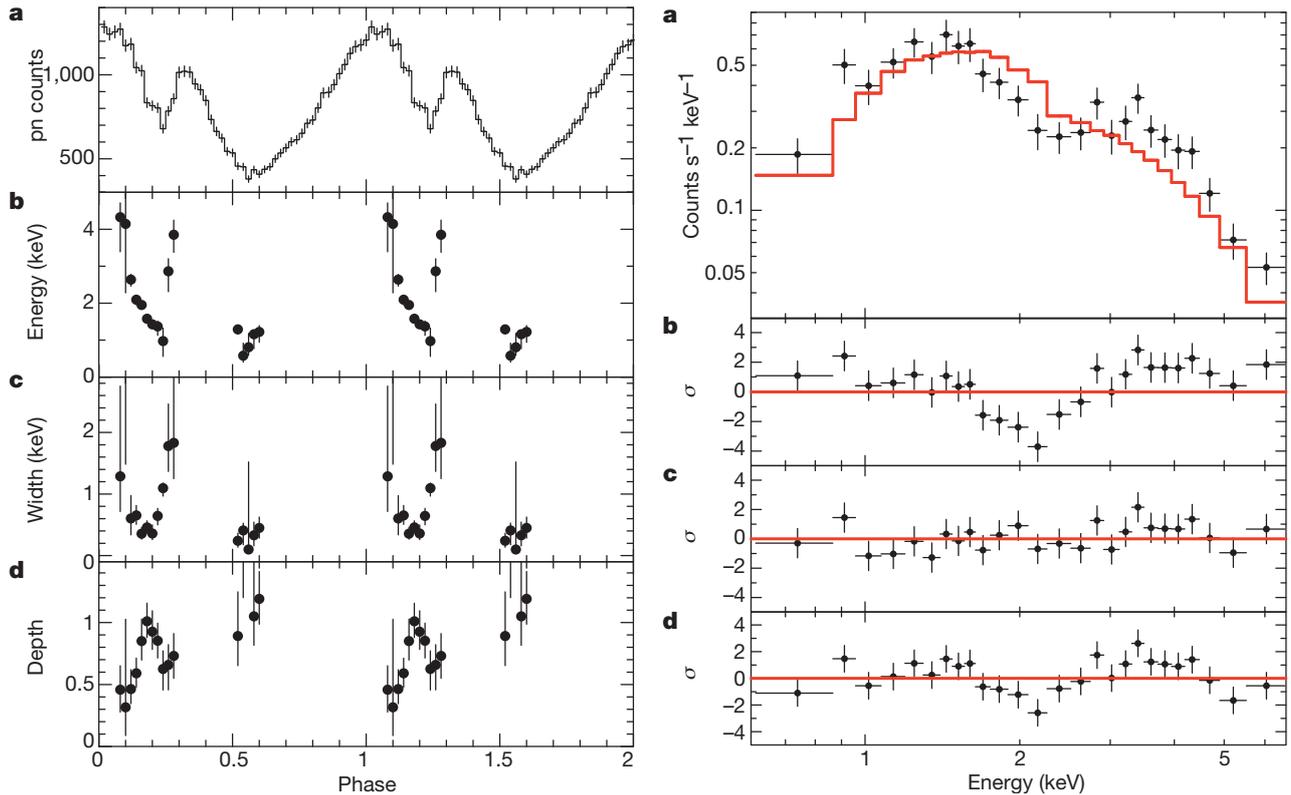


図 6.5. Tiengo et al. 2013 [47] の Figure 2(左) と Figure 3 右。左: **a** は *XMM-Newton*/EPIC の光度変化。 **b**~**d** は吸収線を *cycabs* モデルでフィットした際の各パラメータの位相ごとの変化。右: **a** は位相 0.15-0.17 のエネルギースペクトル (黒点) と時間平均スペクトルに対するベストフィットモデル (赤線)。 **b**~**d** はそれぞれ、時間平均スペクトルのベストフィット、サイクロtron吸収を加えたモデル、温度フリーの黒体放射とべき関数を足し合わせたモデルとスペクトルの間の残差である。

い点が挙げられる。このことが 4U 0142+61 や 1RXS J1708-4009 にも当てはまるとすれば、予想される CRSF のエネルギーは表 6.1 より 1 桁以上大きくなるため、XIS の観測帯域 (<10 keV) を超えている可能性がある。

6.3 アウトバースト時の検出例

4U 0142+61 は 2006 年から 2007 年にかけて数回アウトバーストを起こし、そのうち最も大きな 2006 年 2 月のバースト後の *RXTE* による観測において ~4 keV、~8 keV、~14 keV の 3 本の広がった輝線が観測されている [11]。このような輝線は本研究でも対象とした静穏時のスペクトルからは観測されていない。図 6.7 にそのスペクトルを転載する。

CRSF は均一磁場の下では吸収になると考えられているが、放射領域に磁場の勾配がある場合には吸収線の両端に輝線が現れることがシミュレーションにより示唆されている [33]。最も大きな ~14 keV の輝線を CRSF による兆候であると仮定し、式 1.22 から磁場を計算すると、陽子 CRSF を仮定した場合は $B = 2.2 \times 10^{15}$ G、電子 CRSF を仮定すると $B = 1.2 \times 10^{12}$ G となる。これらはいずれも \dot{P} から推定される双極子磁場 $B_d = 1.3 \times 10^{14}$ G と 1 桁以上の相違がある。さらに、マグネターのアウトバースト時は星表面に高音プラズマの塊が生じ、そこから熱的 X 線放射が放出されているとする理論もあり (e.g. [8])、その理論に従えば、CRSF は星表面から少し離れた場所で発生していることになる。その場合、磁気双極子放射の作る磁場は距離 r に対し、 r^{-3} に比例するため、放射領域における B_d は弱まる。上の 4U 0142+61

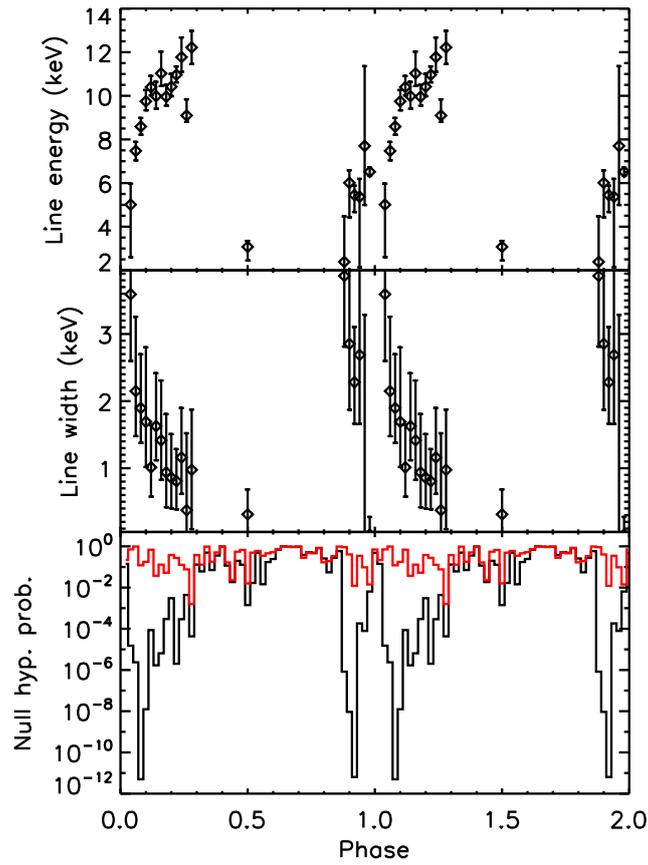


図 6.6

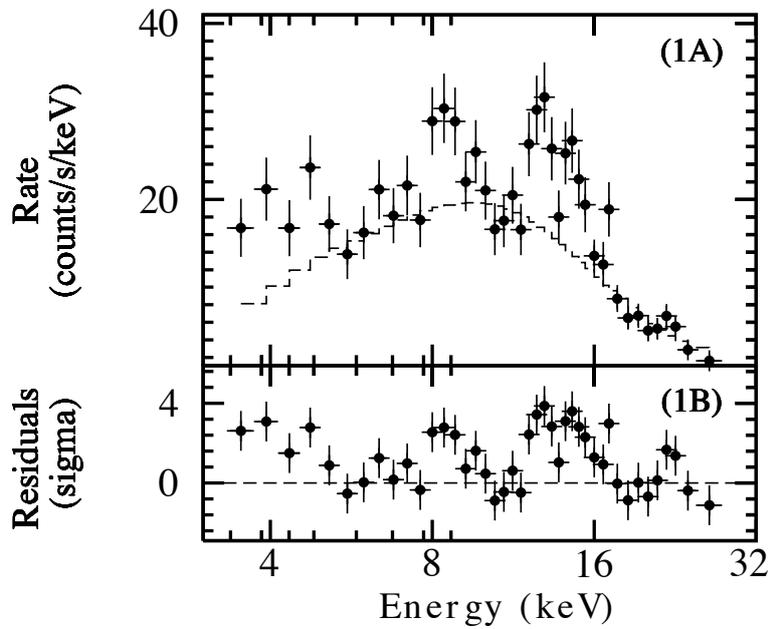


図 6.7. [11] の FIGURE 2.。(1A)4U 0142+61 の 2006 年 2 月のバースト後のエネルギースペクトル。十字はデータの PI とその誤差、点線は連続成分を熱放射モデルでフィットした際のベストフィット。(1B) データとモデルの間の残差。 ~ 4 keV、 ~ 8 keV、 ~ 14 keV の 3 箇所に広がった輝線が確認できる。

の場合、プラズマの半径 $r \simeq 3.5$ km であり、星の半径を $R = 10$ km とおくと磁場は星表面と比較して ~ 0.4 倍、すなわち $B'_d = 5 \times 10^{13}$ G となる。この場合、 B'_d と上で紹介した $B = 2.2 \times 10^{15}$ G との差はさらに大きくなる。このことは吸収線のが XIS の観測領域を超えていた可能性を支持するものである。ただし、図 6.7 から読み取れる通り、この仮定は統計的に厳しいデータに基づくものであるため、確立するためにはバースト時の追観測を行い、検証が必要である。

6.4 理論からの制限

マグネターの放射機構やジオメトリーについては複数のモデルが存在し、決着はついていない。マグネターの物理を考える上で他の中性子星と異なるのは星の双極子磁場が電子の臨界磁場 $B_c = 4.4 \times 10^{13}$ G を超えている点である。そのような超強磁場下では非線形の量子電磁力学 (Quantum electrodynamics; QED) の効果が無視できなくなり、「真空偏極」や「真空の複屈折」が起こるとされている。これらはいずれも CRSF による吸収線を弱める方向にはたらくとする理論的な予言も存在する [26][35]。

6.5 まとめ

本論文は過去にガンマ線バーストの残光の X 線信号から未知の輝線を統計的に正しく探査・評価する方法として開発された手法を応用して、同じくその存在の有無や中心エネルギーの判っていない、マグネターの陽子 CRSF を適切に評価することを目的として行われた。今回使用した「すぎく」の XIS 検出器はおよそ 0.5–10 keV の軟 X 線帯域を低バックグラウンドで高感度に観測できるため、検証に適している。さらに、比較的明るく、1 年または 2 年おきに長時間の観測が行なわれている 4U 0142+61、1RXS J1708-4009 を対象とすることで、マグネターの定常放射における陽子 CRSF の検証として十分なサンプルであると考えられる。

[13] より Mrk 766 と Ark 120 の 2 天体の同一データを使用して Fe の吸収線は無バイアスに探査し、Mrk 766 からは 2 本の吸収線を検出でき、Ark 120 からは 2σ 以上の有意度で吸収線は検出されなかった。これらの結果は [13] で報告されている結果と同等であり、これによって手法の有効性が確かめられた。

マグネターへの適用はまず、全観測時間のスペクトルに対して行った。連続成分は 4U 0142+61、1RXS J1708-4009 共に、星間吸収のかかった 2 温度黒体放射と高エネルギー側のべき関数という実証的なモデルでよく再現できた。定めた連続成分を元にシミュレーションを行ったが、CRSF とみられる広がった吸収線は 4σ の有意度で検出されなかった。次に、マグネターの CRSF がある領域で生じている場合、星の自転周期に応じて吸収が観測されることが予想される。そこで、次にピリオドグラムを作成してパルス周期を決定し、周期で畳み込んだ光度曲線を作成した上で位相を 5 つに等分割し、それぞれのスペクトルを抽出した。位相分けスペクトルに対して同様のシミュレーションを行ったが、やはり CRSF と見られる吸収は検出されなかった。最後に、「すぎく」における観測の輝線と吸収線の上限值をシミュレーションによって求めた。それぞれラインの幅が狭い場合と広がった場合の 2 通りについて求めた。上限値は等価幅 (式 1.14) で表すと、バックグラウンドが相対的に小さい \sim keV で数 eV、 \sim 10 keV で数百 eV となった。輝線や吸収線の検出効率には検出される S/N に依存し、高エネルギー側では相対的にバックグラウンドの比率が高まるためである。

2016 年に打ち上げが予想されている日本の次期 X 線天文衛星 *ASTRO-H* に搭載されているマイクロカロリメータ SXS は従来の X 線 CCD と比較して 20 倍以上も良い \sim 6 eV のエネルギー分解能を持つため、これまで分離できなかった K 殻と L 殻からの輝線などを分離することが可能になると期待されている。そ

の際にもこの手法は輝線・吸収線は無バイアスに探査できる手法として有用であると考えている。SXSに適用する場合、目的とする輝線・吸収線の幅に畳み込むガウシアン幅を合わせる事で簡単に対応できる。

謝辞

本研究を進めるに当たり、数多くの方のご指導とご協力をいただきました。この場を借りて感謝を申し上げます。

大橋隆哉先生には、まず研究室に迎えてくださったことに感謝致します。研究室での3年間の生活を通じて、それまで漠然とした興味の対象であった宇宙についてより実感を持って捉えることができるようになったことは私にとって大変貴重な経験となりました。昼食時や飲み会の席では研究の話だけでなく学生生活や将来についてもお話しすることができ、大変勉強になりました。

石崎欣尚先生には私の指導教官を担当していただき、感謝しています。学会等の発表の際、お忙しい中いつも的確な指摘や助言を頂けたことで大変助けられました。いつも提出期限が迫っている中での回覧となってしまう、ご負担をかけてしまいました、嫌な顔一つせず対応していただきありがとうございます。

江副裕一郎先生には主に TES の実験でお世話になりました。

山田真也先生にはソフトウェアの使い方からプログラミング、資料や論文の書き方、科学における基本など、研究室にパソコンもろくに使えなかった私におおよそ研究に必要なすべてを丁寧に指導していただきました。ご自身がお忙しい時でも私達の研究に気をかけてくださり、こちらの相談にも快く応じていただいたことで本論文を形にすることができました。大変感謝致します。

京大の榎戸輝揚さん、理研の岩切渉さん、日大の根來均先生には主に天体解析の理論に関して多くの助言いただきました。感謝致します。榎戸さんからは資料や論文の書き方についても深くご指導いただき、とても勉強になりました。

研究室の同期の上原翔君、菊地直道君、桑原啓介君、佐藤真柚さん、東大の大学院に進学された小早川大君、皆とても良い人ばかりで、研究室での雑談は良い息抜きとなりました。皆さんと同期として大橋研に入ることができて良かったです。

その他先輩や後輩、研究員の皆様にも恵まれて非常に楽しく研究室生活を送ることができました。感謝致します。

最後に、大学院へ進学することを認め、これまで生活を支えてくださった両親に感謝致します。

3年間という長いようで短い時間でしたが、大橋研で研究することができて本当に良かったと感じています。お世話になった皆様、本当にありがとうございました。

参考文献

- [1] Beloborodov, A. M. 2013a, *Apj*, 777, 114
- [2] Beloborodov, A. M. 2013b, *Apj*, 762, 13
- [3] Boldt, E. 1987, *Observation Cosmology*, 124, 611
- [4] den Hartog, P. R., Kuiper, L., Hermsen, W., *et al.* 2008 *A&A* 489, 245
- [5] den Hartog, P. R., Kuiper, L., & Hermsen, W. 2008 *A&A* 489, 263
- [6] Enoto, T., Nakazawa, K., Makishima, K., *et al.* 2010, *ApJL*, 772, 162
- [7] Enoto, T., Makishima, K., Nakazawa, K., *et al.* 2011, *PASJ*, 63, 387
- [8] Enoto, T., Nakagawa, Y. E., Sakamoto, T., Makishima, K. 2012, *MNRAS*, 427, 2824
- [9] Fukazawa, Y., *et al.* 2009, *PASJ*, 61, 17
- [10] Gavriil, F. P., & Kaspi, V. M. 2002, *ApJ*, 567, 1067
- [11] Gavriil, F. P., Dib, R., & Kaspi, V., M. *40 Years of Pulsars, Magnetars and More*, 983, 234
- [12] Giuliani, A., & Mereghetti, S. 2014, *A&A* 563, 6
- [13] Gofford, J., Reeves, J., N., *et al.* 2013, *MNRAS*, 430, 60
- [14] Hascöt, R., Beloborodov, A. M., & den Hartog, P. R. 2014, *ApJL*, 786, 1
- [15] Ho, W. C. G., & Lai, D. 2001, *MNRAS*, 338, 233
- [16] Ho, W. C. G., & Lai, D. 2003, *MNRAS*, 327, 1081
- [17] Ho, W. C. G., Klus, H., Coe, M. J., & Andersson, N. 2014, *MNRAS*, 437, 3664
- [18] Hurkett, C., P., *et al.* 2008, *ApJ*, 679, 587
- [19] Ishisaki, Y., *et al.* 2007, *PASJ*, 59, 113
- [20] Juett, Adrienne, M., *et al.* 2002, *ApJL*, 568, 31
- [21] Kaastra, J. S., Terashima, Y., Kallman, T., Haba, Y., Costantini, E., Gallo, L., Fukazawa, Y., *et al.* 2014, *ASTRO-H White Paper* 16
- [22] Kaneko, Y., Göğüş, E., *et al.* 2010, *ApJ*, 710, 1335
- [23] Koyama, K., Tsunemi, H., Dotani, T., *et al.* 2007, *A&A*, 463, 957
- [24] Krivonos, R. Revnivsev, M., Churazov, E., Sazonov, S., Grebenev, S., & Sunyaev, R. 2007, *PASJ*, 59, 23
- [25] Kuiper, L., Hermsen, W., den Hartog, P. R., & Collmar, W. 2006 *ApJ*, 645, 556
- [26] Lai, D., & Ho, W. C. G. 2002, *ApJ*, 566, 373
- [27] Liu, D. B., Yuan, A. F., Chen, L., & You, J., H. 2006, *ApJ*, 644, 439
- [28] Magdziarz, P., & Zdziarski, A., A. 1995, *MNRAS*, 273, 837
- [29] Makishima, K., Mihara, T., Nagase, F., & Tanaka, Y. 1999, *ApJ*, 525, 978
- [30] Mereghetti, S., Pons, J. A., & Melatos, A. *Space Science Reviews*
- [31] Mitsuda, K., *et al.* 2007, *PASJ*, 59, 1

- [32] Mitsuda, K., Kelley, R. L. *et al.* 2014, Proc. SPIE, 9144, 91442A
- [33] Nishimura, O. 2005, PASJ, 57, 769
- [34] Ozawa, M., Uchiyama, H., Matsumoto, H. *et al.* 2009, PASJ, 61, 1
- [35] Özel, F. 2003, ApJ, 583, 402
- [36] Protassov, R., & Van Dyk, D. A. 2002, ApJ, 571, 545
- [37] Rea, N., Israel, G. L., Stella, L., *et al.* 2003, ApJL, 586, 65
- [38] Rea, N., Oosterbroek, T., Zane, S., *et al.* 2005, MNRAS, 361, 710
- [39] Rea, N., Israel, G. L., Oosterbroek, T., Campana, S., *et al.* 2007, Astrophys Space Sci, 308, 505
- [40] Rea, N., Zane, S., Turolla, R., Lyutikov, M., & Götz, D. 2008, ApJ, 686, 1245
- [41] Reeves, J. N., *et al.* 2002, NATURE, 416, 512
- [42] Rodríguez Castillo, G. A., Israel, G. L., *et al.* MNRAS, 456, 4145
- [43] Rutledge, R., & Sako, M. 2003, MNRAS 339, 600
- [44] Sako, M., Harrison, F. A., & Rutledge, R. E. 2005, ApJ, 623, 973
- [45] Szymkowiak, A. E., *et al.* 1993, JLTID, 93, 281
- [46] Terada, Y., Enoto, T., Miyawaki, R., Ishisaki, Y., *et al.* 2008, PASJ, 60, 25
- [47] Tiengo, A., Esposito, P., Mereghetti, S., Turolla, R., *et al.* 2013, NATURE, 500, 312
- [48] Uchiyama, H., Ozawa, M., Matsumoto, H., Tsuru, T. G., Koyama, K., *et al.* 2009, PASJ, 61, 9
- [49] Valinia, A., & Marshall, F., E. 1998, ApJ, 505, 134
- [50] Wilms, J., Allen, A., & McCray, R. 2000, ApJ, 542, 914
- [51] Yamada, S., Makishima, K., Nakazawa, K., *et al.* 2009, ApJL, 707, 109
- [52] Zane, S., Turolla, R., Stella, L., & Treves, A. 2001, ApJ, 560, 384
- [53] Longair, M. S., 2011, 『High Energy Astrophysics Third Edition』, Cambridge University Press
- [54] Rybicki, G. B., Lightman, A. P., 1985, 『Radiative Process in Astrophysics』, Wiley-VCH
- [55] Institute of Space and Astronautical Science (ISAS/JAXA) and the X-ray Astrophysics Laboratory NASA/Goddard Space Flight Center, 2013, 『The Suzaku Data Reduction Guide』 (<http://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/suzaku/analysis/abc/>)
- [56] Institute of Space and Astronautical Science (ISAS/JAXA) and the X-ray Astrophysics Laboratory NASA/Goddard Space Flight Center, 『The *Suzaku* Technical Description』
- [57] 海老沢 研, 2011 年度, 東京大学大学院理学系研究科天文学専攻 『高エネルギー天文学特論Ⅲ』 講義ノート (<http://www.isas.jaxa.jp/home/ebisawalab/ebisawa/TEACHING/2011Lecture.pdf>)
- [58] 海老沢 研, 2006 年度冬学期, 東京大学大学院理学系研究科天文学専攻 『高エネルギー天文学特論Ⅳ』 講義ノート (<http://www.isas.jaxa.jp/home/ebisawalab/ebisawa/TEACHING/note2006.pdf>)
- [59] すざくヘルプデスク, 2009, 『「すざく」ファーストステップガイド第 4.0.3 版』 (http://cosmic.riken.jp/suzaku/help/guide/fstep_web/fstep.html)
- [60] 高原文郎, 1999, 『宇宙物理学』, 朝倉書店